



# UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

## Tesis Doctoral

Caracterización Espectrofotométrica del Entorno  
de una Muestra de Objetos BL Lac en el Óptico

*Lic. Juanita Torres Zafra*

*Director: Dr. Sergio A. Cellone*

*Codirectora: Dra. Ileana Andruchow*

*Codirector de Beca CONICET: Dr. José Gregorio Portilla Barbosa*

2016



Facultad de Ciencias  
**Astronómicas  
y Geofísicas**  
UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

I A L P



CONICET

U N L P



# *Agradecimientos*

Esta tesis se llevó a cabo gracias al apoyo y la colaboración de diferentes personas que estuvieron presentes en distintos momentos del proceso. Es por eso que aprovecho este espacio para agradecer:

A Arley, mi compañero de vida, y a mi hijo Sebastián por su paciencia para soportar mi ausencia y su fortaleza para afrontar la distancia. Ellos se convirtieron en el motor impulsor para el cumplimiento de mis metas profesionales.

A mi madre María y mis hermanas Sandra y Mónica, por convertirse en el apoyo incondicional de Arley y Sebastián. Ellas, gracias a sus cualidades y valores, hicieron que su espera fuera más amena.

A Sergio y a Ileana por haber depositado su confianza en mí, por haberme hecho sentir como en casa desde el primer momento en que llegué a la República Argentina y por haber estado presentes durante todo el doctorado.

A Sergio por la paciencia que tuvo para transmitirme un porcentaje de sus conocimientos, por alentarme y aconsejarme en los momentos difíciles, por comprenderme, por exigirme, por animarme. Muchas gracias por enseñarme la combinación perfecta para ser persona y astrónoma.

Al Dr. Gregorio Portilla por haberme incorporado al mundo de los AGNs y de IRAF, y por haberme alentado a realizar el doctorado.

A mis compañeros del IALP porque con su amistad hicieron más llevadera mi permanencia en la facultad y en la ciudad de La Plata.

## Resumen

Los blazares son un tipo de núcleos galácticos activos (AGN por sus siglas en inglés) caracterizados por presentar emisión, intensa y variable, a lo largo de todo el espectro electromagnético, desde radio hasta rayos- $\gamma$ . Sus distribuciones espectrales de energía (SED por sus siglas en inglés) están dominadas por emisión no térmica generada por procesos sincrotrón a bajas frecuencias, y (posiblemente) por Compton inverso a frecuencias más altas.

Según el modelo estándar de acreción de materia a un agujero negro supermasivo (SMBH por sus siglas en inglés), los blazares son AGNs cuyos jets están orientados en la dirección de la visual. En consecuencia, la emisión electromagnética proveniente del jet se ve modificada por efectos relativistas que incrementan en varios órdenes de magnitud el flujo observado y acortan las escalas de tiempo, generando el dominio de su emisión por sobre la de cualquier otra componente del AGN como, por ejemplo, la emisión térmica del disco de acreción, la emisión de las nubes de gas circundante (líneas), etc. En el caso de los objetos BL Lac, un subtipo de blazares, este efecto es tal que sus espectros ópticos consisten puramente de un continuo no térmico, sin que se detecten líneas de emisión, o bien, que sólo se detecten líneas extremadamente débiles. Por consiguiente, para muchos de estos objetos, no ha sido posible determinar su valor de corrimientos al rojo ( $z$ ), lo cual genera incerteza en todas las propiedades físicas que dependen de la distancia. En muchos casos se estima el valor de  $z$  a partir de la detección de la galaxia anfitriona, pero esto no siempre es posible debido justamente al intenso flujo del núcleo activo que domina la emisión, sumado al problema de la resolución espacial.

Un caso que particularmente ha planteado un dilema, es el de los blazares detectados en rayos- $\gamma$  de muy altas energías (VHE: Very High Energy;  $E > 100$  GeV) que presentan corrimientos al rojo, estimados, relativamente altos. Para un objeto a  $z \approx 0.5$ , más del 90 % de los fotones gamma emitidos a VHE son absorbidos por la componente infrarroja de la luz difusa extragaláctica (EBL por sus siglas en inglés), debido a procesos de creación de pares electrón-positrón, generando un efecto similar al del polvo interestelar (en el rango óptico) sobre la luz de las estrellas, debido a que el flujo observado del blazar en rayos- $\gamma$  resulta atenuado, presentando un espectro más “blando” que el intrínseco. Sin embargo, hay que tener en cuenta que el espectro gamma intrínseco sólo puede reconstruirse conociendo  $z$  y disponiendo de un modelo apropiado de la EBL.

A partir de observaciones realizadas con el *Telescopio Espacial Hubble* (HST por sus siglas en inglés) se ha podido establecer que los blazares de tipo BL Lac se albergan en galaxias elípticas gigantes luminosas ( $M_R \sim -23$  mag  $\rightarrow -24$  mag y  $R_{eff} \sim 8$  kpc  $\rightarrow 17$  kpc), comúnmente encontradas en cúmulos pobres o grupos compactos (denominados “*cúmulos anfitriones*”) en donde los vecinos más cercanos suelen ser elípticas normales.

El estudio de las galaxias anfitrionas presenta gran dificultad teniendo en cuenta que el intenso brillo proveniente del blazar, en la mayoría de los casos, impide observar la componente estelar. Por lo tanto, aunque las imágenes del HST permiten realizar un estudio más detallado en la cercanía del núcleo, su profundidad no es suficiente como para detectar las regiones más externas y débiles. En consecuencia, la determinación del corrimiento



al rojo de objetos BL Lac en base a la detección de su galaxia anfitriona no es el método más eficiente, pero resulta ser una herramienta útil si se encuentra acompañada de la evidencia de un *cúmulo anfitrión* de galaxias conteniéndola, debido a que se convierte en el escenario ideal para el estudio de blazares con corrimiento al rojo indeterminado.

Bajo este contexto, en esta tesis se desarrolla una técnica espectrofotométrica que busca determinar el corrimiento al rojo de una muestra limitada de objetos BL Lac, específicamente los objetos *3C 66A*, *PG 1553+113* y *PKS 0332-403*. Estos tres blazares distantes, emisores de rayos- $\gamma$  y detectados en altas y muy altas energías, fueron estudiados en diferentes trabajos sin resultados definitivos alrededor de su corrimiento al rojo. Para estos objetos no se ha reportado la detección de su galaxia anfitriona y tampoco se ha realizado un estudio detallado de su entorno inmediato. Por lo cual, a través del método espectrofotométrico aquí propuesto, se realiza un análisis tanto de los blazares que componen la muestra como de los objetos presentes en su cercanía, con la intención de estimar su corrimiento al rojo, ya sea, de forma directa a través de la observación de alguna característica en sus espectros ópticos y/o la detección de sus galaxias anfitrionas, o de forma indirecta, a través de la detección de sus *cúmulos anfitriones*.

Este análisis se desarrolla a partir de datos fotométricos y espectroscópicos obtenidos con los telescopios Gemini Norte y Gemini Sur en los filtros  $g'$  e  $i'$  y haciendo uso de los espectrógrafos Multi-Objeto *GMOS* (por sus siglas en inglés) con las redes de difracción B600 y R400. Estos instrumentos permitieron observar campos de  $5.5 \times 5.5 \text{ arcmin}^2$  centrados en cada uno de los blazares y extraer el espectro de 78 fuentes individuales. Los datos fueron reducidos y analizados con ayuda de una serie de tareas incluidas dentro del software IRAF, propias para el tratamientos de imágenes obtenidas con este instrumento, así como también de programas independientes como SExtractor.

En el desarrollo del método propuesto se ejecuta una serie de procedimientos para el cumplimiento del objetivo principal de esta tesis:

- Se realiza la fotometría de todos los objetos presentes en cada campo, en los filtros  $g'$  e  $i'$ .
- Se elaboran los diagramas color-magnitud (DCM) de cada campo.
- Se obtiene el espectro óptico tanto de los blazares como de una submuestra de galaxias seleccionadas en su entorno.
- Se determina el corrimiento al rojo de estas galaxias a través de un proceso de correlación cruzada, que permite identificar líneas de emisión y/o absorción en sus espectros.
- Se identifican cúmulos de galaxias en cada campo, a partir de la igualdad del corrimiento al rojo espectroscópico, para los objetos de la submuestra.
- Se realiza un análisis espectrofotométrico que permite evaluar la probabilidad de pertenencia de los blazares a alguno de estos cúmulos.

Este conjunto de procedimientos resulta importante debido a que incrementa la probabilidad de determinar el corrimiento al rojo de los blazares, incluso, si no hay resultados

espectroscópicos favorables, considerando que el estudio espectrofotométrico de sus entornos, puede proporcionar la identificación de su posible “*cúmulo anfitrión*” y, llegado el caso, establecer límites de  $z$  comparables con las medidas reportadas en otros trabajos.

Al final de esta tesis, se identifica si existe alguna asociación física entre los blazares de la muestra y los cúmulos detectados en sus entornos, haciendo uso de un método poco aplicado que permitiría la resolución del problema que dio origen a esta investigación: la determinación del corrimiento al rojo de una muestra de blazares de tipo BL Lac. Un resultado positivo en la aplicación del método espectrofotométrico propuesto para la determinación del corrimiento al rojo de las fuentes estudiadas, proporcionaría información importante para la futura reconstrucción de su espectro en rayos- $\gamma$  intrínseco y la elaboración de un modelo de EBL apropiado para el análisis de fuentes distantes, lo que resulta significativo tanto para la astrofísica de los AGNs como para la cosmología.

# Índice general

<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Núcleos Galácticos Activos . . . . .	1
1.2. El Modelo Unificado . . . . .	1
1.3. Clasificación de los AGNs . . . . .	3
1.4. Los Blazares . . . . .	4
1.4.1. El Espectro óptico de los Blazares . . . . .	5
1.4.2. La SED de los Blazares . . . . .	7
1.5. Particularidades de los Blazares de Tipo BL Lac . . . . .	10
1.5.1. Los Objetos BL Lac y la Luz de Fondo Extragaláctica . . . . .	10
1.5.2. Las Galaxias Anfitrionas . . . . .	11
1.5.3. El Entorno de los Objetos BL Lac . . . . .	12
1.5.4. El Corrimiento al Rojo de Objetos BL Lac . . . . .	15
1.6. La Secuencia Roja como Identificador . . . . .	16
1.7. Contenido de la Tesis . . . . .	18
<b>2. La Muestra</b>	<b>21</b>
2.1. 3C 66A . . . . .	22
2.2. PG 1553+113 . . . . .	27
2.3. PKS 0332-403 . . . . .	31
<b>3. Datos y Reducción</b>	<b>33</b>
3.1. Datos . . . . .	33
3.1.1. Datos Fotométricos . . . . .	33
3.1.2. Datos Espectroscópicos . . . . .	34
3.2. Reducción . . . . .	37
3.2.1. Reducción de Datos Fotométricos . . . . .	37
3.2.2. Reducción de Datos Espectroscópicos . . . . .	49
<b>4. Análisis de Datos</b>	<b>69</b>
4.1. Fotometría . . . . .	69
4.1.1. Detección de Fuentes y Fotometría con SEXTRACTOR . . . . .	69
4.1.2. Transformación de las Magnitudes al Sistema Estándar . . . . .	72
4.1.3. Clasificación de Fuentes Extendidas y Selección . . . . .	73
4.2. Espectroscopía . . . . .	76

4.2.1. Cálculo del Corrimiento al Rojo por Correlación Cruzada . . . . .	76
<b>5. Análisis de Resultados</b>	<b>83</b>
5.1. Análisis del Campo de 3C 66A . . . . .	83
5.1.1. Espectro Óptico de 3C 66A . . . . .	83
5.1.2. Diagrama Color-Magnitud . . . . .	85
5.1.3. Identificación de Grupos de Galaxias . . . . .	86
5.1.4. Identificación de Secuencias Rojas en el DCM . . . . .	89
5.1.5. Detección de Cúmulos a partir de una CRS de Referencia . . . . .	90
5.1.6. Selección y Distribución de Candidatos a Miembros . . . . .	93
5.1.7. Detección del Cúmulo Anfitrión de 3C 66A . . . . .	97
5.2. Análisis del Campo de PG 1553+113 . . . . .	98
5.2.1. Diagrama Color-Magnitud . . . . .	99
5.2.2. Identificación de Grupos de Galaxias . . . . .	99
5.2.3. Identificación de Secuencias Rojas en el DCM . . . . .	102
5.2.4. Detección de Cúmulos a partir de una CRS de Referencia . . . . .	104
5.2.5. Selección y Distribución de Candidatos a Miembros . . . . .	106
5.2.6. La Galaxia Anfitriona de PG 1553+113 . . . . .	108
5.3. Análisis del Campo de PKS 0332-403 . . . . .	109
5.3.1. Diagrama Color-Magnitud . . . . .	109
5.3.2. Identificación de Grupos de Galaxias . . . . .	110
5.3.3. Identificación de Secuencias Rojas en el DCM . . . . .	113
5.3.4. Detección de Cúmulos a partir de una CRS de Referencia . . . . .	114
5.3.5. Selección y Distribución de Candidatos a Miembros . . . . .	115
5.3.6. La Galaxia Anfitriona de PKS 0332-403 . . . . .	117
<b>6. Conclusiones</b>	<b>121</b>
6.1. Trabajo a Futuro . . . . .	126
<b>Apéndices</b>	<b>127</b>
<b>A. Espectros</b>	<b>129</b>
A.1. Espectros en modo clásico del campo de 3C 66A . . . . .	129
A.2. Espectro MOS+N&S del campo de 3C 66A . . . . .	132
A.3. Espectros en modo clásico del campo de PG 1553+113 . . . . .	133
A.4. Espectros tomados en modo MOS+N&S en el campo de PG 1553+113 . . . . .	135
A.5. Espectros en modo clásico del campo de PKS 0332-403 . . . . .	135
A.6. Espectros tomados en modo MOS+N&S en el campo de PKS 0332-403 . . . . .	139

# Índice de figuras

1.1.	Estructura del AGN según el modelo unificado. . . . .	2
1.2.	Frecuencia emitida por cada componente del AGN. . . . .	3
1.3.	Clasificación de los AGNs según el ángulo de observación. . . . .	3
1.4.	Espectro óptico del objeto FSRQ <i>PKS 0420+022</i> . . . . .	6
1.5.	Espectro óptico del objeto BL Lac <i>PKS 2005-489</i> (Sbarufatti et al., 2006b). . . . .	6
1.6.	SED del blazar <i>PKS 0420-01</i> (Abdo et al., 2010) . . . . .	7
1.7.	Clasificación de los blazares. . . . .	8
1.8.	Segunda clasificación de los blazares a partir de su SED. . . . .	9
1.9.	Clasificación de los blazares a partir de su SED. . . . .	9
1.10.	Imagen del objeto BL Lac <i>2200+420</i> obtenida con el HST. . . . .	11
1.11.	Imagen a color combinada del blazar <i>PKS 0512-365</i> . . . . .	12
1.12.	Imagen óptica del entorno de <i>PKS 2005-489</i> . . . . .	13
1.13.	Imagen óptica del entorno de <i>PKS 0548-332</i> . . . . .	14
1.14.	Diagrama color-magnitud del cúmulo de Coma. . . . .	17
2.1.	Imagen obtenida en la banda R de un campo de $10' \times 10'$ centrado en <i>3C 66A</i> . . . . .	22
2.2.	SED de <i>3C 66A</i> obtenida de IR-óptico a rayos-X. . . . .	23
2.3.	Espectro ultravioleta de <i>3C 66A</i> obtenido con el satélite IUE. . . . .	23
2.4.	Espectro óptico de <i>3C 66A</i> , obtenido por Finke et al. (2008). . . . .	24
2.5.	Mejor ajuste del modelo puntual para el perfil de brillo superficial de <i>3C 66A</i> . . . . .	24
2.6.	Imagen del entorno de <i>3C 66A</i> . . . . .	25
2.7.	Espectro HST/COS de <i>3C 66A</i> . . . . .	26
2.8.	Imagen obtenida del DSS en la banda R de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	27
2.9.	Espectro en rayos- $\gamma$ de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	27
2.10.	Espectro óptico de <i>PG 1553+113</i> obtenido con el VLT. . . . .	28
2.11.	Espectro UV de <i>PG 1553+113</i> obtenido con HTS/COS. . . . .	28
2.12.	Espectro NUV-V-NIR de <i>PG 1553+113</i> obtenido con X-SHOOTER. . . . .	29
2.13.	Imagen en la banda R del entorno cercano de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	30
2.14.	Distribución de $z$ en el entorno cercano de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	31
2.15.	Imagen obtenida del DSS de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	31
2.16.	Espectro óptico de <i>PKS 0332-403</i> (Landoni et al., 2015). . . . .	32
3.1.	Objetos con datos espectroscópico en cada campo. . . . .	35
3.2.	Ejemplo de máscara para espectroscopía MOS. . . . .	36
3.3.	<i>Master Bias</i> creados para el campo. . . . .	38

3.4.	<i>Flats</i> finales generados en la banda $g'$ con GIFLAT. . . . .	39
3.5.	Sección de una imagen del campo de <i>PKS 0332-403</i> corregida por <i>fringe</i> . .	39
3.6.	Imágenes del filtro $g'$ reducidas con GIREDUCE. . . . .	41
3.7.	Imágenes mosaico en el filtro $g'$ obtenidas para cada campo. . . . .	42
3.8.	Imágenes combinadas en los filtros $g'$ e $i'$ para el campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	43
3.9.	Imágenes combinadas en los filtros $g'$ e $i'$ para el campo de <i>PG 1553+113</i> . .	44
3.10.	Imágenes combinadas en los filtros $g'$ e $i'$ para el campo de <i>PKS 0332-403</i> . .	45
3.11.	Imagen a color combinada para el campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	46
3.12.	Imagen a color combinada para el campo de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	47
3.13.	Imagen a color combinada para el campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	48
3.14.	Imágenes de: <i>ciencia</i> , lámpara de calibración ( <i>ARC</i> ) y <i>flat</i> . . . . .	49
3.15.	<i>Bias</i> combinados con la tarea GBIAS para cada campo. . . . .	50
3.16.	Máscara de píxeles malos. . . . .	50
3.17.	<i>Flat</i> creado con la tarea GSFLAT para el campo <i>PKS 0332-403</i> en $\lambda_c=490$ nm. .	51
3.18.	Imagen <i>ARC</i> generada con la tarea GMOSAIC para el campo <i>PKS 0332-403</i> . .	52
3.19.	Imagen <i>ARC</i> dividida con la tarea GSCUT. . . . .	52
3.20.	Sección de un <i>flat</i> corregida por píxeles malos. . . . .	53
3.21.	Imagen espectroscópica del campo de <i>PKS 0332-403</i> reducida con GSREDUCE. .	54
3.22.	Imagen espectroscópica de <i>ciencia MEF</i> del campo <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	54
3.23.	Espectros del campo <i>PKS 0332-403</i> corregidos por GSCRSPEC. . . . .	55
3.24.	Espectros del campo <i>PKS 0332-403</i> transformada con GSTRANSFORM. . . . .	56
3.25.	Lista de parámetros establecidos para la tarea APALL. . . . .	57
3.26.	Imagen espectroscópica del objeto #3 del campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	58
3.27.	Espectro final para el objeto #3 del campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	58
3.28.	Opciones de <i>shuffling</i> para observaciones en N&S. . . . .	59
3.29.	Datos espectroscópicos de <i>ciencia</i> , <i>ARC</i> y <i>flat</i> para <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	60
3.30.	<i>Darks</i> combinados para cada campo. . . . .	62
3.31.	Imagen espectroscópica <i>ARC</i> reducida con GSREDUCE. . . . .	62
3.32.	Espectros del campo de <i>PKS 0332-403</i> , reducidos con GSREDUCE. . . . .	63
3.33.	Espectros del campo de <i>PKS 0332-403</i> corregidos por GSCRSPEC. . . . .	63
3.34.	Espectros del campo de <i>PKS 0332-403</i> con cielo sustraído por GNSSKYSUB. .	64
3.35.	Espectros de <i>ciencia</i> del campo de <i>PKS 0332-403</i> cortados por GSCUT. . . .	65
3.36.	Imagen espectral para el campo de <i>PKS 0332-403</i> invertida por GEMARITH. .	66
3.37.	Espectro del objeto #3 del campo de <i>PKS 0332-403</i> en $\lambda_c=780$ nm. . . . .	66
3.38.	Espectro final ( <i>N&amp;S</i> ) para el objeto #3 del campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	67
4.1.	Objetos detectados por SExtractor dentro del campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	71
4.2.	Clasificación de fuentes realizada por CLASS_STAR e IMEXAMINE. . . . .	75
4.3.	Espectro óptico de la galaxia irregular <i>NGC 4449</i> . . . . .	76
4.4.	Espectro óptico de la galaxia elíptica <i>NGC 4387</i> . . . . .	77
4.5.	Correlación cruzada para el objeto #1 del campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	79
4.6.	Líneas identificadas en el espectro del objeto #1 del campo de <i>PKS 0332-403</i> . .	80
4.7.	Espectros ópticos de las fuentes que pertenecen a la muestra. . . . .	81
5.1.	Espectros de <i>3C 66A</i> igualados y normalizados. . . . .	84
5.2.	Espectro óptico normalizado de <i>HD 195636</i> (Stevenson, 1994). . . . .	84
5.3.	Ajuste de espectro sintético al espectro de <i>3C 66A</i> . . . . .	85

5.4. Diagramas color-magnitud del campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	86
5.5. Histograma de $z$ para las fuentes del campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	88
5.6. Distribución de galaxias con $z$ equivalente en el campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	89
5.7. Distribución de galaxias con $z$ determinado en el DCM de <i>3C 66A</i> . . . . .	90
5.8. CRS de Virgo en los filtros $g'$ e $i'$ . . . . .	92
5.9. Posiciones de la CRS de Virgo en el campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	93
5.10. Miembros probables de cúmulos en el DCM del campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	95
5.11. Distribución de miembros de cúmulos detectados en el campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	96
5.12. Modelo para la galaxia anfitriona de <i>3C 66A</i> . . . . .	98
5.13. Diagramas color-magnitud del campo de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	99
5.14. Histograma de $z$ para las fuentes del campo de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	101
5.15. Distribución de galaxias con $z$ similar en el campo de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	103
5.16. Distribución de galaxias con $z$ determinado en el DCM de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	103
5.17. Posiciones de la CRS de Virgo en el campo de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	105
5.18. Miembros probables de cúmulos en el DCM del campo de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	107
5.19. Distribución de miembros de los cúmulos del campo de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	108
5.20. Diagramas color-magnitud del campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	109
5.21. Histograma de $z$ para las fuentes del campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	111
5.22. Distribución de galaxias con $z$ similar en el campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	112
5.23. Distribución de galaxias con $z$ determinado en el DCM de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	113
5.24. Posiciones de la CRS de Virgo en el campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	114
5.25. Miembros probables de cúmulos en el DCM del campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	117
5.26. Distribución de miembros de los cúmulos en el campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	117
5.27. Modelos de PSF para <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	119
5.28. Modelos de PSF para <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	120
A.1. Espectros de las fuentes seleccionadas en el campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	129
A.1. Continúa . . . . .	130
A.1. Continúa . . . . .	131
A.2. Espectro de la fuente #8 del campo de <i>3C 66A</i> en modo MOS+N&S. . . . .	132
A.3. Espectros de las fuentes seleccionadas dentro del campo de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	133
A.3. Continúa. . . . .	134
A.4. Espectros de las fuentes del campo de <i>PG 1553+113</i> en modo MOS+N&S. . . . .	135
A.5. Espectros de las fuentes seleccionadas dentro del campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	135
A.5. Continúa . . . . .	136
A.5. Continúa . . . . .	137
A.5. Continúa . . . . .	138
A.6. Espectro de los objetos del campo de <i>PKS 0332-403</i> en modo MOS+N&S. . . . .	139
A.6. Continúa . . . . .	140





# Índice de Tablas

2.1. Información para cada objeto de la muestra. . . . .	21
3.1. Detalles de los turnos de observación. . . . .	33
3.2. Detalles de los datos fotométricos solicitados. . . . .	34
3.3. Detalles de los datos espectroscópicos adquiridos. . . . .	37
3.4. Parámetro de <i>nodpix</i> para cada turno de observación. . . . .	61
4.1. Parámetros fotométricos de SExtractor para cada campo. . . . .	71
4.2. Error promedio en las magnitudes calculadas. . . . .	74
4.3. Número de onda calculado para cada red de difracción en cada campo. . . . .	78
4.4. Corrección de la velocidad radial calculada para cada campo. . . . .	79
5.1. Datos espectrofotométricos para las fuentes del campo de <i>3C 66A</i> . . . . .	87
5.2. Desplazamiento de la CRS de Virgo para diferentes valores de $z$ para <i>3C 66A</i> . . . . .	92
5.3. Datos espectrofotométricos para las fuentes del campo de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	100
5.4. Desplazamiento de la CRS de Virgo para diferentes valores de $z$ en el campo de <i>PG 1553+113</i> . . . . .	104
5.5. Datos espectrofotométricos para las fuente del campo de <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	110
5.6. Desplazamiento de la CRS de Virgo para diferentes valores de $z$ para <i>PKS 0332-403</i> . . . . .	114



# Introducción

## 1.1. Núcleos Galácticos Activos

Existe un subconjunto de galaxias cuyos centros o núcleos son extremadamente luminosos (del orden de  $10^{42}$  -  $10^{47}$  erg/seg) en comparación con las galaxias normales, considerando que su luminosidad es equivalente a la que producirían varios *billones* de estrellas juntas. Estos núcleos capaces de producir tan altas energías se encuentran ocupando una región cuyo volumen es significativamente menor a  $1 \text{ pc}^3$ , por lo que en la literatura astronómica son conocidos como “*Núcleos Galácticos Activos*” (AGNs por sus siglas en inglés).

El estudio de los AGNs comienza en 1943 con el descubrimiento de las galaxias Seyfert y posteriormente en la década de los sesenta con la primer observación óptica de cuásares (acrónimo de *quasi-stellar objects*, objetos cuasi-estelares). Desde entonces, se han realizado grandes esfuerzos por cualificar y cuantificar los mecanismos que juegan un papel importante en la producción energética de estos objetos, lo que implica conocer la cantidad y el tipo de combustible que requieren para producir la energía emitida y, en su momento, entender su evolución y posible cese de actividad.

Los AGNs están íntimamente relacionados con la evolución misma de la galaxia anfitriona que los alberga y, por consiguiente, con el estudio de la formación y evolución de las galaxias en general.

## 1.2. El Modelo Unificado

Para explicar el origen de la energía que emiten los AGNs se propone el llamado “*modelo unificado*”. Dicho modelo establece que en el núcleo de estos objetos existe un agujero negro supermasivo ( $M \sim 10^7 M_{\odot} \rightarrow 10^9 M_{\odot}$ ) (Zel’dovich et al., 1974) el cual está rodeado por gas del centro de la galaxia. Este gas forma un anillo de plasma llamado disco de acreción, el cual provee el material necesario para activar la fuente central, al caer en forma de espiral perdiendo energía potencial gravitacional la cual se convierte en energía radiante. Se estima que la tasa de masa absorbida por el agujero negro para activar el núcleo es de  $1 \times 10^{-3} M_{\odot}$  por año para los AGNs de baja luminosidad, y de  $1 M_{\odot} \rightarrow 10 M_{\odot}$

por año para los objetos más luminosos.

El modelo unificado explica la radiación emitida por los AGNs a lo largo de todo el espectro electromagnético proponiendo la existencia de varias componentes adicionales dentro de su estructura (ver Figura 1.1), en donde cada una es responsable de determinados mecanismos y bandas de emisión. Además del *agujero negro supermasivo central* rodeado por el *disco de acreción*, se plantea la existencia de un anillo grueso formado por gas y polvo denominado *toro oscurecedor*, una estructura de *jet* bimodal eyectado perpendicularmente al disco, nubes de gas denso cerca del agujero negro moviéndose a velocidades altas (*BLR: Broad-Line Region*; región de líneas anchas) y nubes de gas de baja densidad (*NLR: Narrow-Line Region*; región de líneas angostas) moviéndose a menor velocidad que la BLR (Holt et al. 1992, Antonucci 1993).

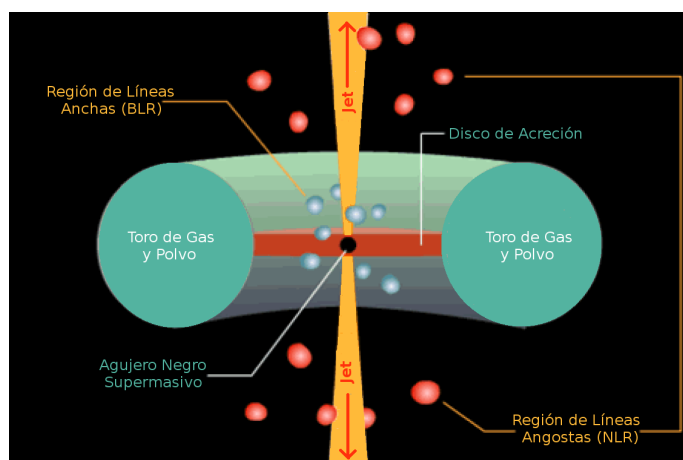


Figura 1.1: Estructura del AGN según el modelo unificado.

Cada una de estas componentes aporta a la emisión total del AGN en distintas frecuencias (ver Figura 1.2) como se explica a continuación:

- *El disco de acreción*: Emite radiación térmica desde el óptico e **IR cercano** hasta el **UV** y **rayos X blandos**.
- *El toro de gas y polvo*: Reprocesa la radiación térmica que ha sido emitida por el disco de acreción y la reemite en longitudes de onda **mm** y **submm**.
- *La BLR y NLR*: Emiten radiación por recombinación en el **óptico**.
- *Los Jets*: Emiten radiación por proceso sincrotrón que predomina en **radio** y por proceso Compton-Inverso que predomina en **rayos- $\gamma$** .

En general, este modelo resulta ser exitoso explicando la mayoría de las propiedades observadas en todos los tipos de AGNs que han sido detectados hasta el momento.

Intrínsecamente, los mismos fenómenos básicos operan en todos los núcleos activos; la diferencia entre las diversas clases de estos objetos se debe principalmente a distintas tasas de acreción, a diferencias en las propiedades de los jets de radio, y a la orientación de un conjunto de componentes circumnucleares con respecto a la línea de la visual (Urry & Padovani, 1995).

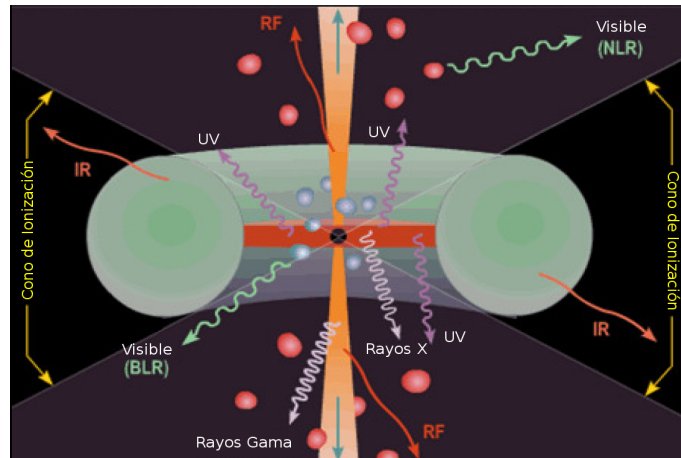


Figura 1.2: Frecuencia emitida por cada componente del AGN.

### 1.3. Clasificación de los AGNs

Como se dijo en la sección 1.2, los diversos tipos de AGNs que existen resultan, también, de la orientación que presenta el jet con respecto a la línea de la visual (ver Figura 1.3). Desde este punto de vista, en cada caso, la energía recibida de estos objetos proviene de distintas regiones, por lo que para cada tipo de AGN se observan espectros con morfologías distintas (que hablan de diferentes procesos de radiación) a partir de las cuales se ha podido establecer una clasificación específica:

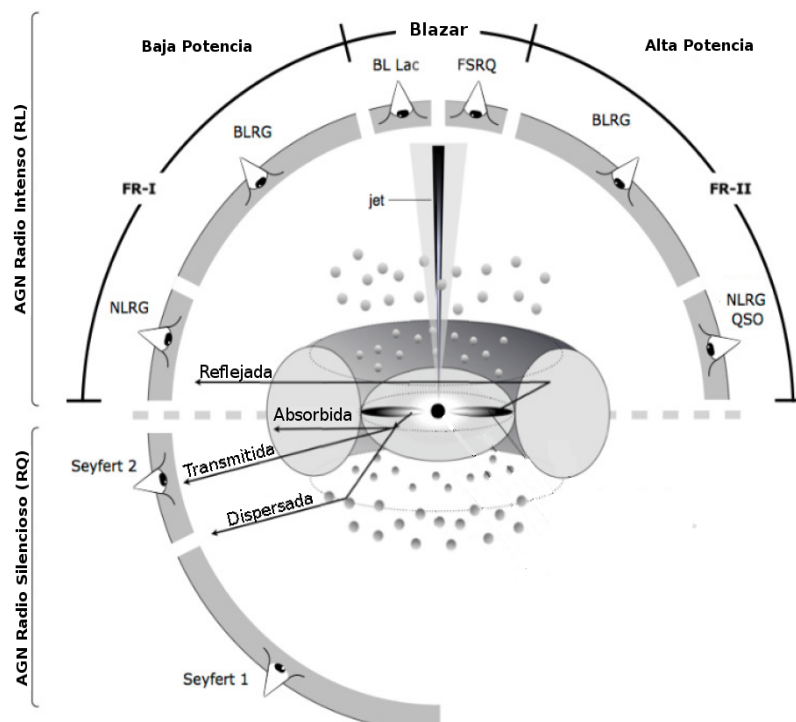


Figura 1.3: Clasificación de los AGNs según el ángulo de la visual y la potencia emitida: bolométrica y en radio.

- **Seyfert 1, BLRG** (radio-galaxia de líneas anchas ) y **QSO** (objeto cuasi-estelar o cuasar): Objetos que presentan la BLR y las regiones internas del disco orientadas en dirección a la línea de la visual. En estos casos se observan espectros con líneas anchas y delgadas.
- **Seyfert 2 y NLRG** (radio-galaxia de líneas angostas): Objetos en donde el disco de acreción se encuentra orientado en dirección paralela a la línea de la visual. En estos objetos se observa la radiación proveniente de la NLR. El toro de gas y polvo actúa como bloqueador de la emisión óptica de la BLR y de las regiones internas del disco, por lo que exhiben espectros con líneas de emisión delgadas.
- **Blazares**: Objetos con el jet orientado en dirección a la línea de la visual. En estos casos se obtienen espectros dominados por un continuo no térmico, intenso y plano, sin características prominentes (líneas de emisión y/o absorción).

## 1.4. Los Blazares

Los blazares son AGNs caracterizados por presentar emisión intensa y variable a lo largo de todo el espectro electromagnético, desde radio hasta rayos- $\gamma$ , por lo que se consideran fuentes extremas y de gran alcance energético. Son objetos de apariencia puntual, compactos y radio intensos con distribuciones espectrales de energía (SED) dominadas por emisión no térmica: sincrotrón a bajas frecuencias y emisión Compton inversa a las frecuencias más altas (Ghisellini et al., 1985).

Por tratarse de radiación sincrotrón, la emisión de los blazares en el óptico suele estar fuertemente polarizada, registrándose variaciones temporales tanto en el grado como en el ángulo de polarización (Andruchow et al., 2011). Adicionalmente, sus escalas de tiempo de variabilidad se encuentran entre una fracción de hora (micro-variabilidad) y varios meses (Cellone et al., 2007).

Por la orientación particular de estos AGNs, la emisión proveniente de los jets se ve modificada por efectos relativistas que incrementan en varios órdenes de magnitud el flujo observado y acortan las escalas de tiempo, generando que dicha radiación domine por sobre la de cualquier otra componente del AGN como, por ejemplo, la del disco de acreción, la BLR y la NLR.

La amplificación del flujo específico de estas fuentes depende del índice espectral  $\alpha$ , que es el exponente de la ley de potencias con que se puede representar el flujo emitido:  $F(\nu) \propto \nu^{-\alpha}$ .

Para un jet homogéneo se tiene que el flujo observado es:

$$F'(\nu) = \delta^{2+\alpha} F(\nu), \quad (1.1)$$

incluyendo la transformación en frecuencia y el corrimiento al rojo ( $z$ ):

$$F'(\nu') = \delta^{3+\alpha} (1+z)^{-1} F(\nu). \quad (1.2)$$

En estas ecuaciones,  $\delta$  es el factor Doppler cinemático que, para una fuente móvil con ángulo  $\phi$  entre  $\vec{v}$  y la visual, es la razón entre las frecuencias de la radiación emitida  $\nu$  y observada  $\nu'$ :

$$\delta = \frac{\nu'}{\nu} = [\Gamma(1 - \beta \cos \phi)]^{-1} = \frac{\sqrt{(1 - \beta^2)}}{1 - \beta \cos \phi}, \quad (1.3)$$

donde  $\beta = v/c$  y  $\Gamma = (1 - \beta^2)^{-1/2}$  es el Factor de Lorentz.

Por su parte, para una fuente que se acerca, los intervalos de tiempo en el marco del observador ( $t'$ ) se acortan respecto al marco de la fuente ( $t$ ):

$$\Delta t' = \delta^{-1} \Delta t. \quad (1.4)$$

A modo de ejemplo, considerando valores típicos para un blazar (ver p. ej. Marchesini et al., 2016):  $\delta = 12$ ,  $\gamma = 7.5$ ,  $z = 0.3$ ,  $\alpha = 2.$ , se obtiene

$$F'(\nu) = 1.9 \times 10^5 F(\nu),$$

y

$$\Delta t' = 0.083 \Delta t.$$

Los efectos debidos a que la velocidad de desplazamiento del plasma es cercana a la velocidad de la luz, deben ser tenidos en cuenta ya que, como se puede ver en las ecuaciones, afectan de manera directa al flujo medido.

### 1.4.1. El Espectro óptico de los Blazares

Históricamente los blazares han sido clasificados con base en las características de sus espectros ópticos, específicamente, a la presencia de líneas de emisión (y/o de absorción) y al ancho equivalente (EW por sus siglas en inglés) de las mismas. Estas características permiten distinguir dos grandes grupos de objetos: aquellos que presentan espectros sin líneas, o con un ancho equivalente menor a  $5 \text{ \AA}$ , denominados **BL Lac** y aquellos que presentan líneas de emisión prominentes ( $\text{EW} > 5 \text{ \AA}$ ) denominados radio-cuásares de espectro plano (**FSRQ** por sus siglas en inglés) (Ghisellini et al., 1998).

Estos objetos presentan propiedades específicas:

- Los **FSRQ** (Flat Spectrum Radio Quasars) también conocidos como objetos **OVV** (Optically Violent Variables) o **CDQ** (Core Dominated Quasars) muestran espectros ópticos con algunos rasgos visibles (ver Figura 1.4).

El espectro óptico de estos objetos también está dominado por un continuo no térmico proveniente del jet, sobre el cual se superpone la contribución térmica de la componente estelar de la galaxia anfitriona. De la misma forma, en algunos casos se observan líneas de absorción debidas a la intervención del material gaseoso del medio intergaláctico (IGM por sus siglas en inglés), al gas del medio interestelar y/o bandas telúricas introducidas por nuestra atmósfera (Sbarufatti et al., 2006a).

- Los objetos de tipo **BL Lac** o BL Lacertae son llamados así porque el prototipo estaba clasificado en catálogos de estrellas variables como una “*estrella algo peculiar*” en la constelación del Lagarto (Lacertae); sin embargo, después se determinó

que era un objeto extragaláctico. Los objetos BL Lac se encuentran, en promedio, a distancias menores que los blazares de tipo FSRQ. Estos objetos presentan espectros ópticos con continuo plano muy intenso (ver Figura 1.5) que se extiende desde radio hasta rayos X y, en algunos casos, hasta los rayos- $\gamma$  (Stein et al., 1976).

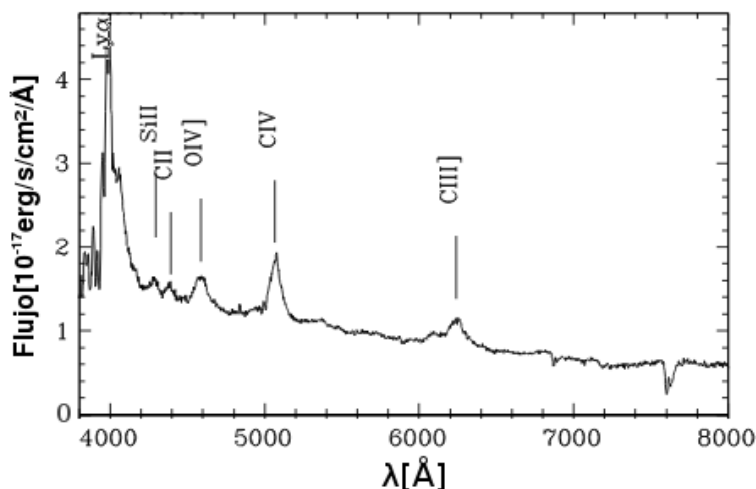


Figura 1.4: Espectro óptico típico del objeto FSRQ *PKS 0420+022* (Sbarufatti et al., 2006a).

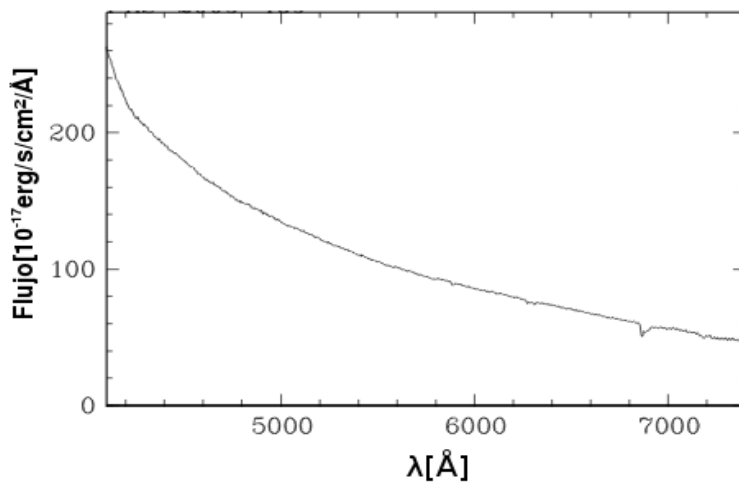


Figura 1.5: Espectro óptico del objeto BL Lac *PKS 2005-489* (Sbarufatti et al., 2006b).

El espectro óptico de estos objetos carece de rasgos prominentes (Sbarufatti et al., 2006b), de hecho, en algunos casos no se llega a percibir ninguna característica. En estos blazares la radiación proveniente del jet es tan intensa y cercana a la línea de la visual que domina por encima de la que producen las nubes de gas que rodean el agujero negro central (BLR y NLR), el disco de acreción y la galaxia anfitriona.

En cualquier caso, la detección de características espectrales depende tanto del ángulo del jet con respecto a la línea de la visual como de su luminosidad. De hecho, durante los estados de baja luminosidad, estos objetos pueden revelar las características más intrínsecas debido a que la variación (disminución importante) del flujo energético del jet, permite



observar la radiación proveniente de la región de líneas anchas, del disco de acreción y de la galaxia anfitriona.

### 1.4.2. La SED de los Blazares

Las detecciones hechas por EGRET, instrumento a bordo del Observatorio de Rayos Gamma Compton (*CGRO*) y por los telescopios Cherenkov *WHIPPLE* y *HEGRA*, pusieron de manifiesto que la mayor parte del flujo energético detectado en los blazares está en el rango de los rayos- $\gamma$  ( $E \geq 30$  MeV; Fossati et al. 1998). Sin embargo, las propiedades en esta banda de energía varían entre las diferentes clases de blazares. En consecuencia, para determinar cuáles son los principales mecanismos de emisión de rayos- $\gamma$ , es necesario conocer la totalidad de su SED, dado que esta se plantea como la principal herramienta de clasificación dentro de este grupo de AGNs (Abdo et al., 2010).

Una de las principales características de los blazares es el pronunciamiento de dos picos en su SED (ver Figura 1.6) y la extensión del espectro electromagnético hasta energías de rayos- $\gamma$  muy energéticos, por lo que se han propuesto varios modelos para explicar tanto los rangos de emisión como la SED general de estas fuentes.

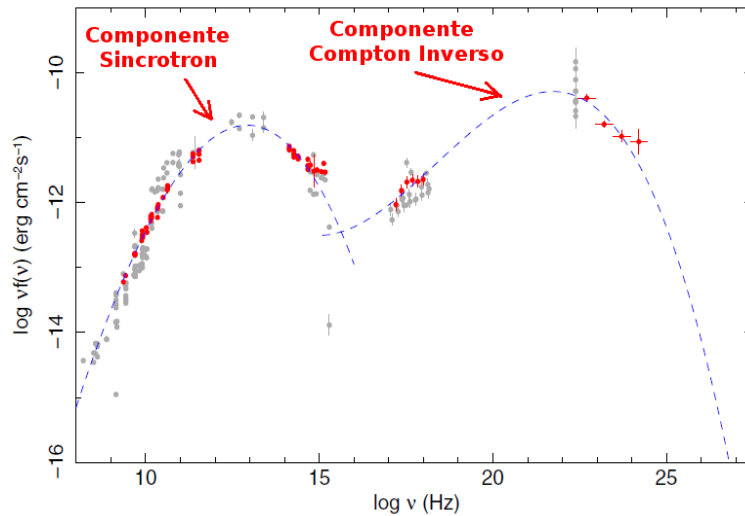


Figura 1.6: Distribución espectral de energía (SED) del blazar *PKS 0420-01* (Abdo et al., 2010).

Mannheim (1993) propuso que el choque de electrones y protones acelerados dan lugar a dos poblaciones diferentes de partículas (electrones y pares electrón-positrón), responsables de toda la SED a través de la emisión sincrotrón. En un escenario alternativo, se supone una única población de electrones que irradian desde el IR lejano (o incluso radio) hasta el UV y rayos X blandos por el mecanismo de sincrotrón (primera componente de la SED) y a frecuencias más altas, tales como rayos- $\gamma$ , por procesos de Compton inverso (segunda componente de la SED).

Aunque se han establecido diferentes modelos para explicar el origen de la radiación de estos objetos, en general, se acepta que la componente de bajas frecuencias es radiación

sincrotrón debida a electrones relativistas del jet en interacción con un campo magnético, mientras que el origen de la radiación a altas energías no se ha definido aún. Por un lado se supone que es producto de la dispersión Compton inversa de fotones de baja energía provocada por electrones (modelo leptónico), donde los fotones semilla pueden provenir del disco de acreción, de la región de líneas anchas (BLR) o del mismo jet (modelos sincrotrón auto-Compton, SSC) (Dermer & Schlickeiser, 1993), y por otro, que se genera en la interacción de los protones relativistas del jet con los rayos X producidos por la comptonización de los fotones más fríos del disco de acreción (modelo hadrónico) (Böttcher et al., 2013). Todos estos escenarios han sido probados en fuentes específicas, pero a menudo más de un modelo puede reproducir los mismos resultados con una precisión similar, sin poner en duda que la emisión del continuo en los blazares proviene del jet relativista que está experimentando un alto efecto de *beaming* en la dirección de avance.

Los blazares también han sido clasificados a partir de las características más específicas dentro de su SED, relacionadas con la frecuencia de los picos tanto de la componente sincrotrón como de la componente Compton inverso (CI). Esto ha propiciado la búsqueda de un modelo de unificación, más contundente, que permita explicar los resultados observacionales y entender la manifestación de diversas intensidades y frecuencias, en los procesos radiativos del mismo fenómeno.

Los dos grandes picos en la SED presentan una ubicación específica: el primero se encuentra a frecuencias que van desde *mm* a *rayos X blandos* y el segundo en el rango de *MeV* a *GeV*. Sin embargo, según Ghisellini et al. (2010) dependiendo de la forma de estos picos y de la ubicación de sus máximos, se puede determinar una subclasificación más detallada que puede ser interpretada como una “secuencia de blazares” (ver Figura 1.7):

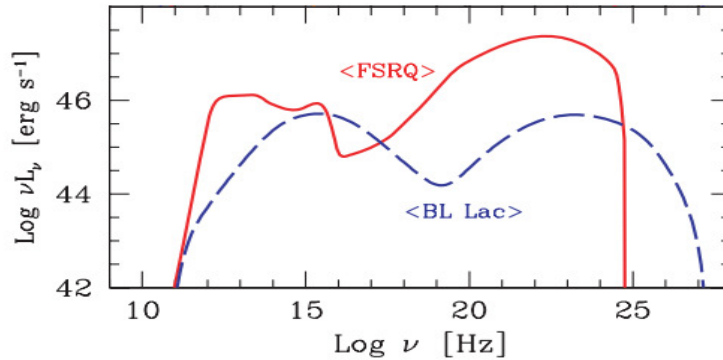


Figura 1.7: Clasificación de los blazares a partir de las características generales en su SED (Ghisellini et al., 2010).

- Los blazares que presentan mayor luminosidad bolométrica y SED “más roja”, es decir, el pico sincrotrón ubicado a bajas frecuencias y el pico CI más prominente, son llamados objetos **LBL** (Low-frequency peaked BL Lacs) o **FSRQ** (Flat Spectrum Radio Quasars en la terminología de Padovani & Giommi 1995).
- Los blazares de baja luminosidad bolométrica que presentan una SED “azul”, es decir, un pico sincrotrón a altas frecuencias y aproximadamente la misma luminosidad

bolométrica entre los dos picos, son llamados objetos **HBL** (High-frequency peaked BL Lacs) o **BL Lac**.

En términos de rangos de frecuencia exactos (Abdo et al., 2010; Falomo et al., 2014), se ha determinado una clasificación más compleja (ver Figuras 1.8 y 1.9):

- Un pico sincrotrón a bajas frecuencias, es decir, a  $\nu_{sy} < 10^{14} \text{ Hz}$ , puede representar un objeto de tipo **LSP** (low synchrotron peak, FSRQ) o un objeto BL Lac con pico sincrotrón a bajas frecuencias (**LBL**).
- Un pico sincrotrón a frecuencias intermedias, es decir  $10^{14} \text{ Hz} < \nu_{sy} < 10^{15} \text{ Hz}$ , representa objetos **ISP** (intermediate synchrotron peaked BL Lac) o un objeto BL Lac con pico sincrotrón a frecuencias intermedias (**IBLs**).
- Y por último un pico sincrotrón a altas frecuencias, es decir,  $\nu_{sy} > 10^{15} \text{ Hz}$ , puede representar un objeto **HSP** (High synchrotron peaked blazar) o un objeto BL Lac con pico a altas frecuencias (**HBL**).

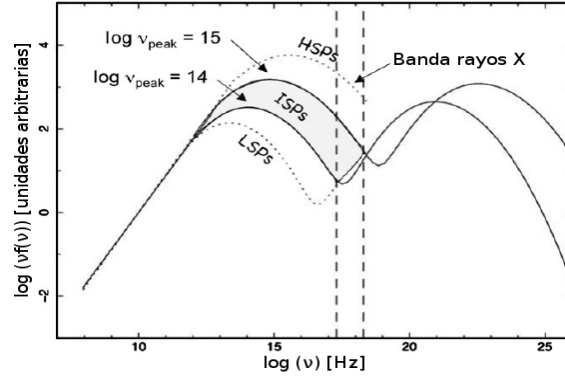


Figura 1.8: Clasificación de los blazares a partir de las características específicas de su SED Abdo et al. (2010).

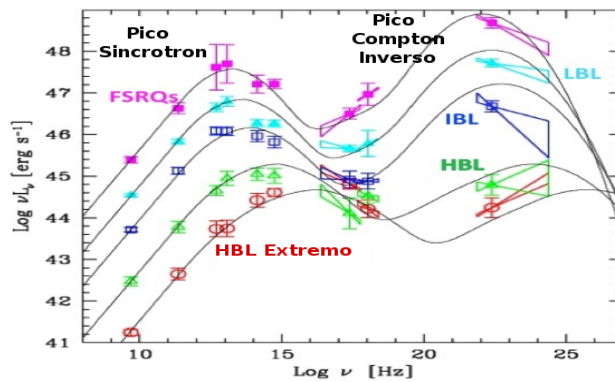


Figura 1.9: Clasificación de los blazares a partir de las características específicas de su SED (Falomo et al., 2014).

El esfuerzo realizado por clasificar estos objetos y relacionarlos entre sí ha dado como resultado una larga lista de “tipos” y nomenclaturas propuestas en diferentes trabajos, sin que haya un común acuerdo, pero en donde se reconoce que las características más representativas para diferenciarlos se encuentran en los rasgos de sus espectros ópticos.

## 1.5. Particularidades de los Blazares de Tipo BL Lac

Como se mencionó anteriormente, los objetos BL Lac se caracterizan por presentar emisión no térmica intensa a lo largo de todo el espectro electromagnético. En radio exhiben núcleos compactos y brillantes (hasta  $10^{31}$  erg/s Hz, Padovani et al. 2007) producidos principalmente por radiación sincrotrón. Su espectro en óptico e infrarrojo cercano sigue una ley de potencias con índice espectral de  $\alpha_\nu \sim 0.5 - 1.5$ . En rayos X se observan como fuentes brillantes ( $L_{1keV} \sim 10^{28}$  erg/s Hz) con índice espectral de  $\alpha_\nu \sim 1.3$  (Maselli et al., 2010). En altas energías han sido detectados por el instrumento EGRET en el rango de MeV-GeV con luminosidades integradas cercanas a  $10^{49}$  erg/s (Vercellone et al., 2011) y a muy altas energías (VHE;  $E > 100$  GeV) por los telescopios Cherenkov con múltiples detecciones alrededor de los 50 TeV (Şentürk et al., 2013).

La emisión en rayos- $\gamma$  de los objetos BL Lac domina su SED, especialmente durante los estados de mayor actividad y de alta variabilidad, por lo que son considerados fuentes activas emisoras de rayos- $\gamma$  de altas energías. Dicha variabilidad (hasta en 5 mag) se observa desde el infrarrojo cercano hasta el óptico, sin periodicidad y con escalas de tiempo que pueden ir desde horas hasta meses (Wagner & Witzel, 1995). Su radiación se encuentra altamente polarizada, tanto en el grado como en el ángulo, desde radio hasta el ultravioleta e incluso hasta el óptico. Sin embargo, están menos polarizados que los FSRQs por lo que esta característica se puede utilizar como parámetro de clasificación (Heidt & Nilsson, 2011).

Aunque lo anterior hace referencia a las características más específicas de esta subclase de blazares, se debe considerar que muchos de los parámetros observables en estos objetos pueden estar relacionados con su radiación en rayos- $\gamma$ , con la galaxia anfitriona que los contiene y con las galaxias del entorno. Es por eso que a continuación se detallan estas particularidades.

### 1.5.1. Los Objetos BL Lac y la Luz de Fondo Extragaláctica

La luz de fondo extragaláctica (EBL por sus siglas en inglés) es la segunda radiación difusa más intensa del universo. Su distribución espectral de energía presenta dos componentes: la primera corresponde al *fondo óptico cósmico* debido principalmente a la radiación emitida por la nucleosíntesis estelar (de óptico a IR cercano) y la segunda corresponde al *fondo infrarrojo cósmico* debido a la absorción de la luz UV-óptico generada por el polvo y posteriormente re-irradiada en el IR lejano. La medida directa de la densidad de flujo de la EBL resulta difícil, principalmente por la contaminación *foreground* (como por ejemplo la luz zodiacal), por lo que resulta sobreestimada (Prandini et al., 2010).

Las características de la EBL se establecen usando fuentes extragalácticas de rayos- $\gamma$  de muy altas energías (VHE,  $E > 100$  GeV), generalmente blazares de tipo BL Lac. Los rayos- $\gamma$  de muy altas energías son absorbidos por la componente óptica-IR de la EBL, sus fotones son aniquilados a través de la creación de pares electrón positrón ( $\gamma + \gamma = e^- + e^+$ ) causando la disminución del flujo observado y un espectro más blando que el intrínseco (Gould & Schröder, 1967). La atenuación provocada por la EBL deja una huella única en los espectros de estos objetos dependiendo de su corrimiento al rojo y de la energía de los

fotones: un punto de corte a  $E \geq 5-10$  TeV causado por el fondo óptico cósmico, así como también una modulación débil en el rango de energía de 100 GeV y 5-10 TeV causada por el fondo infrarrojo cósmico. Esta huella es buscada en el espectro de objetos BL Lac con corrimiento al rojo conocido, con el fin de establecer un modelo de EBL apropiado que permita calcular tanto su profundidad óptica ( $\tau(z, E)$ ) como el flujo  $\gamma$  intrínseco de estos blazares (H.E.S.S. Collaboration et al., 2013).

### 1.5.2. Las Galaxias Anfitrionas

Los primeros estudios realizados en modo imagen sobre las galaxias anfitrionas de objetos BL Lac, se llevaron a cabo usando telescopios terrestres a partir de los cuales se generó una caracterización preliminar de sus propiedades (Abraham et al., 1991; Falomo, 1996; Falomo & Kotilainen, 1999; Heidt et al., 1999; Nilsson et al., 2003; Wurtz et al., 1996), en donde se demostró consistentemente que las galaxias que albergan estos objetos son masivas de tipo temprano.

Un avance sustancial se logró mediante el uso de imágenes obtenidas con el HST (ver Figura 1.10) a partir de las cuales se corroboró que los objetos que albergan estos blazares son galaxias gigantes ( $R_{eff} \sim 8 \text{ kpc} \rightarrow 17 \text{ kpc}$ ), brillantes ( $M_R \sim -23.11 \text{ mag}$ ), con simetría fuertemente esférica y con propiedades que no difieren significativamente de las de galaxias elípticas inactivas (Falomo et al., 2000; Urry et al., 2000).

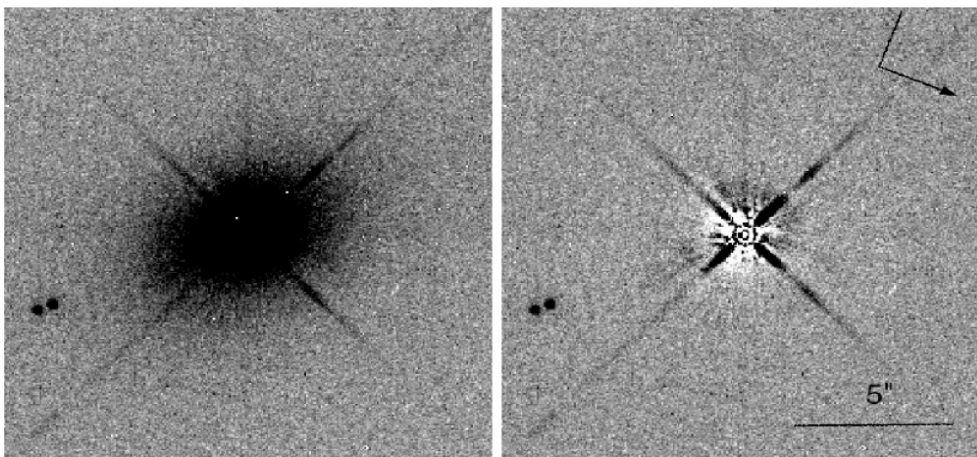


Figura 1.10: Imagen del objeto BL Lac 2200+420 obtenida con el HST en donde se identifica claramente la galaxia anfitriona (*izquierda*). Sobre esta imagen fue sustraído un modelo de galaxia elíptica (*derecha*) (Falomo et al., 2000).

Este mismo instrumento, con una de las mejores resoluciones espaciales, permitió identificar que la mayoría de los AGNs radio-intensos se encuentran albergados en elípticas luminosas, comparables con las galaxias más brillantes en un cúmulo (Zirm et al., 1998). Esto, teniendo en cuenta que los objetos BL Lac son los de menor luminosidad dentro del grupo de AGNs radio intensos.

Un tema que ha generado fuerte controversia en el estudio de las galaxias anfitrionas de estos objetos, es la relación que podría llegar a existir entre la magnitud de la galaxia y el brillo nuclear, dado que se ha observado una tendencia que indica que los núcleos

más brillantes se encuentran en las galaxias más luminosas (McLeod et al., 1999). Tal correlación indicaría que existe una conexión entre los agujeros negros y los fenómenos galácticos a gran escala como, por ejemplo, los “*mergers*”. En algunos casos se ha evidenciado que, al igual que en las galaxias locales, los AGNs presentan agujeros negros con masas proporcionales a la masa del bulbo de la galaxia que los contiene (Magorrian et al., 1998). Sin embargo, se han encontrado varios de estos objetos con jets relativistas que emiten a diferentes potencias en galaxias que presentan las mismas características, por lo cual, se cree que la formación de los AGNs no está fuertemente afectada por la masa o la morfología de la galaxia anfitriona, al igual que su efecto tampoco puede ser tan dramático sobre la misma (Urry et al., 2000).

Observaciones hechas en el infrarrojo cercano favorecieron la detección de las galaxias anfitrionas de los objetos BL Lac (Kotilainen et al., 1998). Estas imágenes permitieron corroborar que estos blazares se albergan en elípticas gigantes (ver Figura 1.11), y facilitaron la determinación del corrimiento al rojo fotométrico de objetos que se encontraban a  $z < 0.2$  (Falomo et al., 2009).



Figura 1.11: Imagen a color combinada (óptico: HST+WFPC2, e IR cercano: VLT+MAD) del blazar *PKS 0512-365* en donde se detecta claramente la galaxia elíptica anfitriona y el jet (Falomo et al., 2009).

La caracterización de las galaxias anfitrionas de los objetos BL Lac permite limitar su corrimiento al rojo, particularmente, en los casos donde los espectros ópticos no muestran rasgos que permitan su determinación espectroscópica. Para esto, es obligatorio el uso de imágenes de alta calidad en cuanto a su resolución espacial y profundidad. Esto se concluye luego de realizar el estudio de un conjunto de imágenes, en donde resultó que el rango de magnitudes absolutas de las galaxias anfitrionas de esta clase de AGNs es relativamente estrecho y por lo tanto se puede usar su luminosidad como una “standard candle” (Sbarufatti et al., 2005b) (ver sección 1.5.4).

### 1.5.3. El Entorno de los Objetos BL Lac

Tras reconocer que los objetos BL Lac se albergan en las galaxias elípticas gigantes, se procedió a buscar una posible interacción física con miembros del entorno como grupos

o cúmulos de galaxias.

Estudios sistemáticos de las propiedades del entorno de objetos BL Lac fueron realizados por Pesce et al. (1994), quienes encontraron que estos objetos se encuentran en regiones que presentan una densidad de galaxias superior a la promedio, raramente más rica que los cúmulos de Abell de riqueza  $R=0$  (ver Figura 1.12).

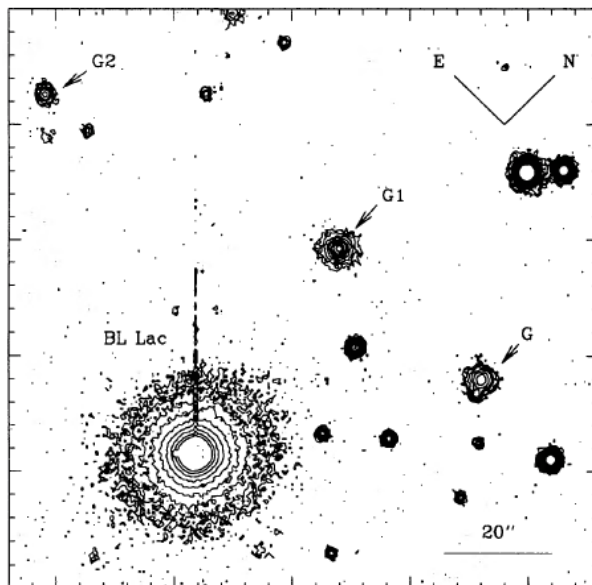


Figura 1.12: Imagen óptica del entorno de *PKS 2005-489*, en donde se indican las galaxias que presentan asociación física real con el blazar, por distancia, magnitud y corrimiento al rojo ( $z = 0.071$ , Pesce et al. 1994).

A partir de imágenes ópticas se pudo establecer que la densidad de galaxias aumenta en el entorno de objetos BL Lac de bajo ( $z \sim 0.3$ ) e intermedio ( $z \sim 0.6$ ) corrimiento al rojo (Fried et al., 1993); sin embargo, esto resultó estar directamente relacionado con la resolución de los instrumentos usados para la obtención de imágenes, por lo que se realizaron estudios espectroscópicos complementarios donde se empezaron a establecer asociaciones físicas de objetos en el entorno de estos blazares a partir de su corrimiento al rojo. En particular, el estudio espectrofotométrico del entorno del objeto *PKS 0548-441* realizado por Falomo et al. (1995), demostró que su galaxia anfitriona ( $M_R = -23.5$  mag) era miembro dominante de un cúmulo rico ( $R = 2$ ) a  $z = 0.069$  (ver Figura 1.13).

Imágenes obtenidas con el HST permitieron comprobar que los objetos BL Lac tienden a estar en regiones que presentan una densidad de galaxias considerable, ya sean grupos compactos o cúmulos pobres en donde, tanto las galaxias anfitrionas como los vecinos cercanos, presentan propiedades similares de baja luminosidad (Urry et al., 2000). Adicionalmente, estudios en el óptico realizados por Kauffmann et al. (2003) corroboraron que los AGNs seleccionados (radio intensos) de bajo corrimiento al rojo presentan bajas luminosidades y residen en galaxias masivas con poblaciones estelares viejas. Estas galaxias presentan colores generalmente rojos y se encuentran fuertemente agrupadas en ambientes densos (Coil et al., 2008; Zehavi et al., 2005).



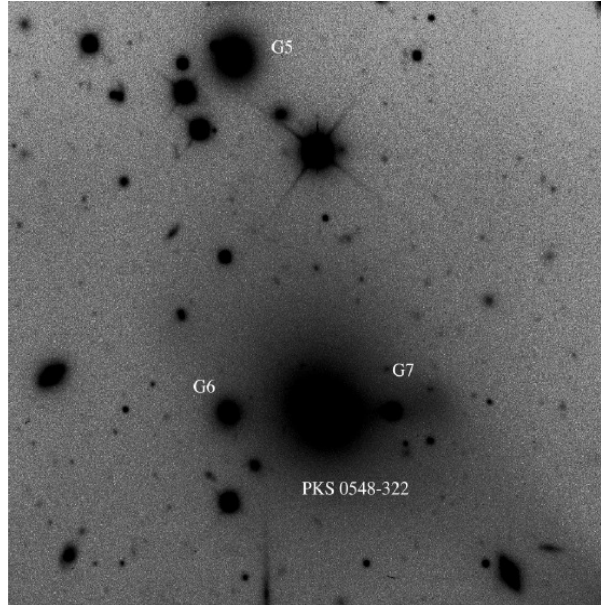


Figura 1.13: Imagen óptica del entorno de *PKS 0548-322*, en donde se indica las galaxias que presentan asociación física real (Falomo et al., 1995).

Todos estos estudios coinciden en que las galaxias que albergan los objetos de tipo BL Lac se encuentran en entornos densos, aunque con densidades inferiores a las de los cúmulos de Abell de riqueza  $R = 0$  (Abell, 1958a). Además, que la población de estos entornos es, en su gran mayoría, galaxias elípticas normales que trazan una secuencia roja particular.

Un estudio relacionado con la pertenencia de objetos BL Lac a grupos o cúmulos fue realizado por Farina et al. (2016) quienes analizaron espectrofotométricamente el entorno de *PKS 2155-304* en el óptico. Este objeto es un blazar de tipo BL Lac, de magnitud absoluta  $M_R = -24.4$  mag y corrimiento al rojo  $z = 0.116$ . El estudio reveló la presencia de una sobredensidad moderada de galaxias a  $z_g = 0.11610 \pm 0.00006$  en un radio de 500 kpc, lo que permitió reconocer al blazar como miembro activo de esta agrupación.

La detección de asociaciones de objetos con blazares que no presentan un valor de corrimiento al rojo determinado, resulta ser una tarea difícil, principalmente para objetos BL Lac distantes ( $z > 0.3$ ). Sin embargo, esta situación puede ser una herramienta útil para establecer límites a su valor de  $z$ , considerando que al identificar espectrofotométricamente su “*cúmulo anfitrión*”, se puede medir, de forma indirecta, tanto su corrimiento al rojo como todos los parámetros que dependen de la distancia.

Estudios relacionados con objetos BL Lac con corrimiento al rojo indeterminado han sido realizados por Muriel et al. (2015) y Rovero et al. (2016). En el primer trabajo se analizó espectrofotométricamente el entorno cercano de *PKS 0447-439S*, identificando un grupo de galaxias a  $z = 0.343$ , con un 97% de probabilidad de ser el cúmulo anfitrión de la galaxia que alberga este objeto. Por lo que se propone que  $z = 0.343 \pm 0.002$  es el corrimiento al rojo más probable para *PKS 0447-439S*. En el segundo, se identificó un grupo de galaxia a  $z = 0.6010 \pm 0.003$  en el entorno cercano de *PKS 1424+240*, estimando



con un 98 % de probabilidad, la pertenencia de este blazar al mismo.

Un análisis similar se puede realizar sobre otros objetos con  $z$  indeterminado, dado que la detección de cúmulos de galaxias en su entorno cercano permite establecer, por lo menos, un límite inferior a su corrimiento al rojo.

#### 1.5.4. El Corrimiento al Rojo de Objetos BL Lac

Como se discutió en la sección 1.4.1, los blazares de tipo BL Lac se caracterizan por presentar espectros ópticos con líneas de emisión débiles o ausentes. La debilidad de sus características espectrales, en algunos casos, impide la medición de su corrimiento al rojo, por lo que se han desarrollado métodos que permitan optimizar el cálculo de este parámetro físico. Estos métodos se han diseñado a partir de técnicas espectrofotométricas directas e indirectas y en diferentes longitudes de onda.

Los principales métodos desarrollados para la determinación de  $z$  se resumen a continuación:

##### *Métodos Directos:*

1. Obteniendo espectros ópticos con alta relación S/N, de manera tal que las características espectrales más débiles puedan llegar a ser detectadas. En este caso es necesario que el blazar se encuentre en un estado de mínima actividad (Heidt et al., 2004).
2. Obteniendo imágenes profundas y de alta calidad con el objetivo de detectar la galaxia anfitriona utilizándola como "*standard candle*". Para ello se requiere una excelente resolución angular que permita separar la radiación extendida y débil de la galaxia anfitriona, de la radiación que proviene del AGN, por lo que, para el caso de objetos que se encuentran a grandes distancias, se dificulta el proceso de medición teniendo en cuenta que el brillo superficial de la galaxia resulta atenuado (Sbarufatti et al., 2005b).

Para estos dos métodos hay que tener en cuenta que, en los blazares de este tipo, la radiación no térmica proveniente del jet está amplificada por efectos relativistas lo que genera que la misma domine por sobre la radiación de las demás componentes del AGN y de la galaxia anfitriona, efecto que se incrementa con el aumento de la distancia.

3. La no detección espectroscópica de la galaxia anfitriona, también permite establecer un límite inferior (estadístico) al valor de su corrimiento al rojo. Este método consiste en determinar un límite inferior a  $z$  a través de la no detección de líneas intensas de la galaxia, como las líneas H y K del CaII y la banda-G (Sbarufatti et al., 2005a; Shaw et al., 2009, 2013).
4. Conociendo el espectro de rayos- $\gamma$  intrínseco de la fuente sobre el cual se ajusta un modelo de EBL apropiado, considerando que, como se dijo en la sección 1.5.1, al

presentar una profundidad óptica  $\tau(z, E)$  que depende del corrimiento al rojo y de la energía de los fotones de la fuente emisora, permite determinar un  $z$  aproximado. Sin embargo, un modelo EBL se construye en base al espectro de objetos emisores de rayos- $\gamma$  con  $z$  conocido, en consecuencia, no resulta ser el método más apropiado si no se tiene un límite de corrimiento al rojo aproximado de la fuente estudiada (Prandini et al., 2010).

#### *Métodos Indirectos:*

1. Aprovechando la evidencia expuesta en la sección 1.5.3 en donde se observa que los blazares se encuentran asociados físicamente a cúmulos pobres de galaxias, uno de los métodos más factibles para la determinación del corrimiento al rojo de objetos BL Lac consiste en la identificación de su *cúmulo anfitrión* a través del estudio espectrofotométrico de su entorno cercano. Este método requiere un análisis minucioso de las características físicas de las galaxias presentes en el campo de la fuente: identificación de una asociación física (mismo  $z$ ) entre una cantidad considerable de objetos de tipo temprano, observación de una secuencia roja que hable de la presencia de un cúmulo, identificación de posibles miembros pertenecientes al cúmulo a partir de las características morfológicas y de color, etc.

Estudios de este tipo han sido realizados por Butcher et al. (1976) quienes analizaron el entorno del objeto BL Lac *3C 66A* a partir de imágenes ópticas obtenidas con el telescopio de 2.25 m, Steward. En este estudio identificaron que el blazar se encontraba en un cúmulo de objetos que presentaban un corrimiento al rojo fotométrico de  $z \sim 0.37$  lo que les permitió proponer este valor de  $z$  para el blazar. Y recientemente los estudios realizados por Muriel et al. (2015) y Farina et al. (2016) expuestos en la sección 1.5.3

Aunque este método es complejo y laborioso, puede ser uno de los más eficientes en la determinación del corrimiento al rojo de objetos BL Lac distantes.

## 1.6. La Secuencia Roja como Identificador de Cúmulos Anfitriones

La detección y caracterización de cúmulos y grupos de galaxias provee una evaluación crucial de los modelos cosmológicos actuales, teniendo en cuenta que estas asociaciones son capaces de trazar la estructura del universo (Borgani et al., 1999). Por tal motivo, se han establecido diversos métodos para su detección y caracterización.

A partir de observaciones de cúmulos de galaxias realizadas en múltiples longitudes de onda, se pudo establecer que las galaxias de tipo temprano son la población dominante dentro de estas estructuras (Kormendy & Djorgovski, 1989), además de ser la clase más homogénea en términos de su estructura dinámica, sus poblaciones estelares y su contenido de gas y polvo.

El análisis de observaciones en el óptico reveló que una de las principales características de las galaxias de tipo temprano en los cúmulos de galaxias es que describen una particular relación color-magnitud (RCM) lineal (ver Figura 1.14).

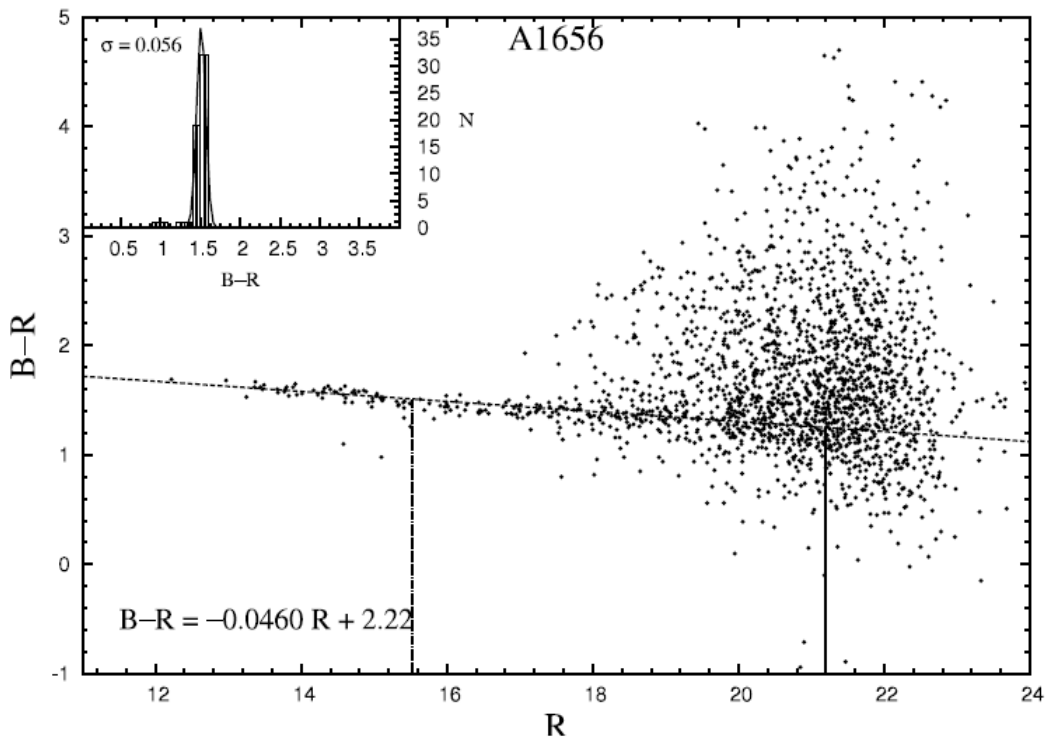


Figura 1.14: Diagrama color-magnitud del cúmulo de Coma. La línea a trazos ilustra el mejor ajuste de la relación RCM descrita por los miembros de tipo temprano del cúmulo. La misma está representada por la ecuación que se muestra en la parte inferior izquierda (López-Cruz et al., 2004).

Esta relación tiende a ser mucho más roja que para el resto de las galaxias, y además conserva un carácter cuasi-universal para las galaxias elípticas de la mayoría de cúmulos descubiertos hasta el momento. Esta tendencia fue descubierta por primera vez por Baum et al. (1959) quien notó que los colores de las galaxias elípticas de un cúmulo, enrojecen con el aumento del brillo. Incluso, llegó a la conclusión de que estos objetos estaban dominados por poblaciones estelares tardías.

La RCM de un cúmulo de galaxias está relacionada con la metalicidad de sus miembros. Las galaxias elípticas masivas presentan un pozo de potencial mayor que las de menor masa, lo que provoca una mayor retención de gas enriquecido. Como las galaxias de tipo temprano están dominadas por poblaciones estelares viejas, el enriquecimiento progresivo de metales las hace más rojas a medida que se consideran masas (luminosidades) mayores. En consecuencia la RCM de un cúmulo de galaxias es el efecto de la relación masa-metalicidad de los miembros de tipo temprano (López-Cruz et al., 2004; Yee et al., 1999).

La relación color-magnitud de un cúmulo se conoce comúnmente como *secuencia roja* y es implementada por diversos autores para el estudio de superestructuras en el universo.

Gladders & Yee (2000) proponen un método de detección de cúmulos de galaxias en base a la RCM denominado *Cluster Red Sequence* (CRS). Este método aprovecha el hecho observacional de que las galaxias de tipo temprano, en todos los cúmulos, se encuentran a lo largo de una relación color-magnitud lineal, para detectar simultáneamente sobredensidades de objetos en proyección angular, posición, color y magnitud. Según estos autores el color de la CRS también podría proveer un valor de corrimiento al rojo fotométrico aproximado para los cúmulos detectados, teniendo en cuenta que se hace más roja con el aumento de la distancia. Sin embargo una relación precisa entre la CRS y valores exactos de  $z$  aún no ha sido firmemente establecida, ya que la misma es sensible a los errores fotométricos y a los índices de color utilizados, y depende fuertemente de los modelos de evolución de poblaciones estelares que se adopten.

La implementación del método CRS considera cuatro parámetros principales para cada galaxia detectada en un campo: posiciones X e Y, magnitud  $m$ , y color  $c$ . El color tiene una incertidumbre asociada, mientras que las posiciones y magnitudes se considera que están libres de errores. Los errores fotométricos de las magnitudes se ignoran porque la secuencia roja es casi horizontal en un diagrama color-magnitud (DCM). Según López-Cruz et al. (2004) la CRS de un cúmulo presenta un color que enrojece con el aumento de  $z$  debido al efecto de la corrección K, una pendiente que no cambia considerablemente con la variación de  $z$  y una dispersión promedio en color B-R de  $\sigma_c \sim 0.1$  mag.

Por lo anterior se puede inferir que la CRS descrita por objetos de tipo temprano es una herramienta eficaz para la detección de cúmulos presentes en el entorno cercano de objetos de tipo BL Lac. La combinación de esta evidencia y una técnica espectrofotométrica apropiada permitirían identificar el *cúmulo anfitrión* de estos objetos, y por consiguiente determinar su corrimiento al rojo resolviendo el interrogante que existe alrededor de sus propiedades físicas.

## 1.7. Contenido de la Tesis

En esta tesis se realiza un estudio espectrofotométrico óptico de una muestra de blazares con corrimiento al rojo indeterminado. Por lo cual el objetivo general es:

*Obtener determinaciones confiables del corrimiento al rojo ( $z$ ) espectroscópico para una muestra limitada de blazares de tipo BL Lac, o en su defecto, una estimación confiable de  $z$  a partir de las propiedades espectrofotométricas de sus galaxias anfitrionas y/o galaxias del entorno.*

Para ello es necesario cumplir una serie de objetivos específicos. Estos son:

- Obtener imágenes y espectros ópticos tanto de los objetos que componen la muestra como de sus entornos.
- Analizar las imágenes de cada blazar con el objetivo de detectar su galaxia anfitriona correspondiente.
- Analizar el espectro de cada blazar para detectar características particulares que den cuenta de su corrimiento al rojo ( $z$ ) de forma directa.

- Analizar las imágenes de cada campo para identificar la presencia de cúmulos de galaxias en el entorno cercano de cada blazar.
- Identificar miembros para cada uno de los cúmulos de galaxias detectados.
- Implementar una técnica de análisis de datos espectrofotométricos específica, que permita determinar una asociación física entre cada blazar y su posible grupo anfitrión.

Para cumplir con dichos objetivos específicos, se inicia la investigación con datos obtenidos con los telescopios del Observatorio Gemini.

Esta tesis está dividida en 5 capítulos:

En el siguiente capítulo se realiza una presentación de los objetos que componen la muestra seleccionada, exponiendo un resumen de los estudios realizados, por diferentes autores, alrededor de la determinación de su corrimiento al rojo.

En el capítulo 3 se muestran los datos obtenidos y sus características. Se detalla el proceso de reducción tanto fotométrica como espectroscópica y se presentan los datos finales sobre los cuales se realiza el análisis.

En el capítulo 4 se detalla el análisis de los datos obtenidos. Se presenta la fotometría realizada sobre las imágenes y se especifican los métodos y herramientas utilizadas para tal fin. De la misma forma se explican las mediciones realizadas sobre los espectros obtenidos, junto con las herramientas computacionales implementadas.

En el capítulo 5 se expone el análisis de las mediciones realizadas. Se fusionan los resultados fotométricos con los espectroscópicos y se realiza un análisis compuesto de los mismos. Se especifican las herramientas teóricas y observacionales implementadas para dicho análisis y se presentan los resultados finales.

En el capítulo 6 se describen las principales conclusiones obtenidas en esta tesis.

En esta investigación se adopta una concordancia cosmológica con  $H_0 = 69.6 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_m = 0.286$  and  $\Omega_\Lambda = 0.714$ .



Capítulo

2

# La Muestra

Para llevar a cabo el estudio propuesto en esta tesis, se seleccionó una muestra limitada de tres blazares cuyas características espectrales en el óptico no han permitido determinar valores confiables de su corrimiento al rojo ( $z$ ). Esto ha generado fuertes debates en la literatura, haciendo que se deban utilizar diversas técnicas de trabajo, en diferentes bandas de energía, que permitan optimizar la medición de este parámetro.

La muestra está conformada por tres objetos BL Lac: *3C 66A*, *PG 1553+113* y *PKS 03-32-403* (ver Tabla 2.1). Estos objetos han sido detectados en rayos- $\gamma$  de altas y muy altas energías (VHE:  $E > 100$  GeV) y estudiados en reiteradas ocasiones por diferentes autores a lo largo de las últimas seis décadas. Durante este lapso de tiempo el mayor avance conseguido con respecto a su corrimiento al rojo ha sido la determinación de límites y rangos aproximados, dejando abierta la posibilidad de adoptar cualquier valor en las futuras investigaciones, incrementando el nivel de incerteza en los resultados obtenidos.

OBJETO	$\alpha_{J2000}$	$\delta_{J2000}$	$m_V$	$z$
<b>3C 66A</b>	02h22m39.6s	+43d02m08s	15.2	0.44?
<b>PG 1553+113</b>	15h55m43.0s	+11d11m24s	14.1	0.36?
<b>PKS 0332-403</b>	03h34m13.6s	-40d08m25s	?	?

Tabla 2.1: Información obtenida del *NASA Extragalactic Data Base (NED)* para cada objeto de la muestra.

A continuación se presenta un resumen de los estudios realizados en diversas longitudes de onda alrededor de la determinación del corrimiento al rojo de cada una de estas fuentes.

## 2.1. 3C 66A

El blazar *3C 66A* (también denominado 0219+428) (ver Figura 2.1) fue seleccionado dentro de la muestra por pertenecer al grupo de los objetos BL Lac más conocidos en la literatura, debido a la gran cantidad de estudios que se han realizado alrededor de sus propiedades. Las características relacionadas tanto con su emisión extrema como con su entorno, lo han convertido en el laboratorio apropiado para la evaluación de técnicas y métodos elaborados para la determinación de su corrimiento al rojo.

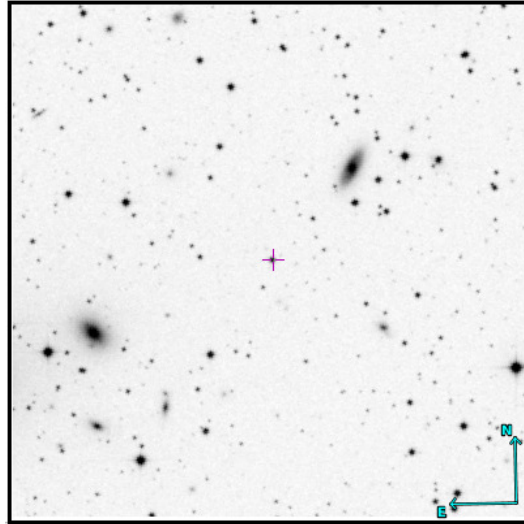


Figura 2.1: Imagen obtenida del DSS en la banda R de un campo de  $10' \times 10'$  centrado en *3C 66A*.

Este objeto fue identificado por primera vez en el óptico por Wills & Wills (1974). Ha mostrado ser variable en el infrarrojo, óptico, UV, rayos X y rayos- $\gamma$  en diferentes escalas de tiempo (Abdo et al., 2011; Maraschi et al., 1983; Wierzcholska & Wagner, 2016; de Diego et al., 1997). En el óptico ha presentado variaciones de  $\leq 1.5$  mag en una semana (Böttcher et al., 2009) y microvariabilidad de  $\sim 0.2$  mag en  $\sim 6$  hrs (Takalo et al., 1996). En los estados de mayor actividad su brillo máximo ha sido de  $m_V \sim 14.81$  mag (Jorstad et al., 2007) y se ha evidenciado una cuasi-periodicidad aproximada de  $\sim 50 - 57$  días (Böttcher et al., 2005).

Este objeto fue clasificado como BL Lac por Maccagni et al. (1987) en base a su significativa variabilidad en el óptico y en rayos X, y fue detectado a VHE por VERITAS (Acciari et al., 2009). En su SED, el pico sincrotrón se encuentra entre  $10^{15} - 10^{16}$  Hz (Perri et al., 2003) (ver Figura 2.2), por lo que esta fuente también puede ser clasificada como un objeto BL Lac de frecuencia intermedia (IBL o blazar ISP).

El corrimiento al rojo de *3C 66A* fue inicialmente propuesto por Butcher et al. (1976) quienes analizaron el entorno de este objeto a partir de imágenes ópticas obtenidas con el telescopio de 2.25 m Steward en Estados Unidos. En este estudio identificaron que este blazar se encontraba en un cúmulo de objetos con corrimiento al rojo fotométrico de  $z \sim 0.37$ , lo que les permitió proponer este valor de  $z$  como la medida de su corrimiento al rojo. Posteriormente este parámetro fue estimado de forma coincidente en dos trabajos



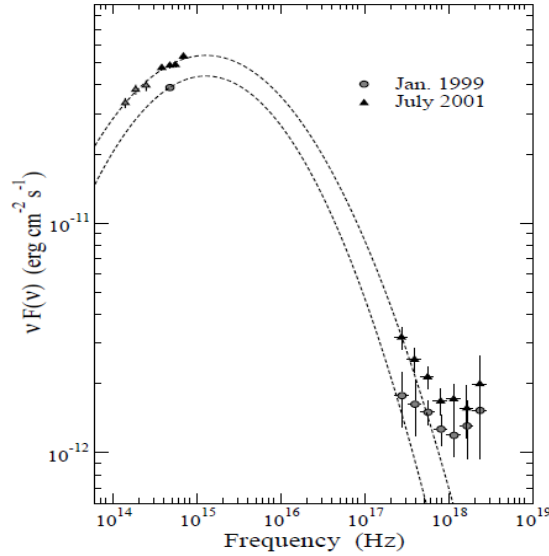


Figura 2.2: SED de 3C 66A obtenida de IR-óptico a rayos-X. La ubicación del pico sincrotrón permite clasificarlo como IBL (Perri et al., 2003).

independientes. Por un lado Miller et al. (1978) reportaron la detección aparente de Mg II a  $4044 \text{ \AA}$  en su espectro óptico, a partir de la cual establecieron un corrimiento al rojo de  $z = 0.44$ . Sin embargo, esta característica está situada en una región que coincide con una absorción telúrica, por lo que no se considera una detección fiable. Posteriormente, Lanzetta et al. (1993) determinaron un valor de corrimiento al rojo equivalente a  $z \sim 0.44$ , en base a la detección aparente de Ly $\alpha$  en  $1750 \text{ \AA}$  observada en el espectro UV tomado con el *International Ultraviolet Explorer* (IUE) (ver Figura 2.3). En este último trabajo, los autores reportaron que los espectros analizados eran poco fiables debido a que presentaban patrones de ruido fuertes que llevaban a la detección sistemática de absorciones.

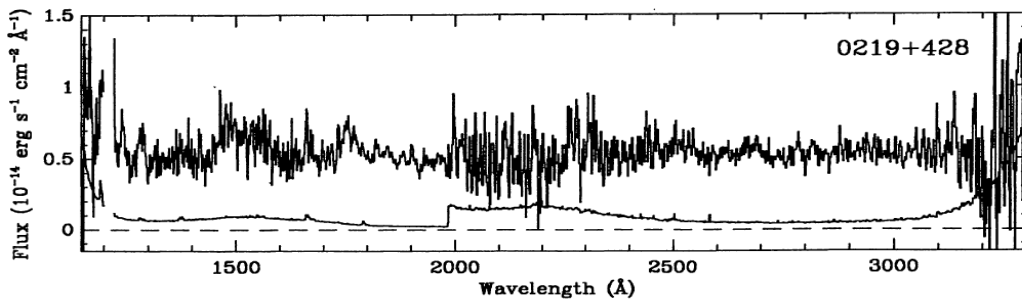


Figura 2.3: Espectro ultravioleta de 3C 66A obtenido con el satélite IUE y analizado por Lanzetta et al. (1993).

Aunque ambos trabajos coincidieron en un valor de  $z \approx 0.44$ , sus mediciones se basaron en la detección marginal de una única línea, dejando abierta la posibilidad a nuevas mediciones.

El espectro óptico de 3C 66A fue obtenido y analizado nuevamente por Finke et al. 2008 (ver Figura 2.4), pero no se encontró ninguna característica espectral. Sin embargo, se propone un nuevo límite inferior de  $z \geq 0.096$ .

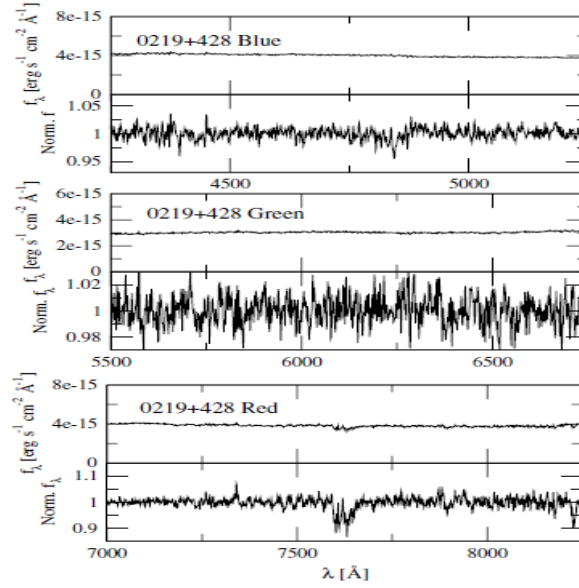


Figura 2.4: Espectro óptico de *3C 66A*, obtenido por Finke et al. (2008).

La galaxia anfitriona fue inicialmente detectada por Wurtz et al. (1996) quienes la resolvieron marginalmente encontrando una magnitud aparente de  $m_R = 18.43$  mag (ver Figura 2.5), a partir de la cual calcularon un corrimiento al rojo fotométrico de  $z = 0.321$ .

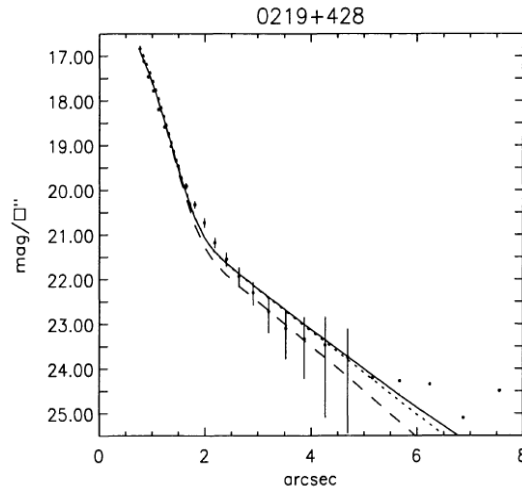


Figura 2.5: Mejor ajuste del modelo puntual para el perfil de brillo superficial de *3C 66A*.

El entorno cercano de *3C 66A* fue explorado por Bowen et al. (1997) a partir de imágenes obtenidas del *Digitized Sky Survey* (DSS) y de espectros tomados con el telescopio de 2.1 m de Kitt Peak (EEUU). El análisis de estos datos permitió determinar el corrimiento al rojo de siete galaxias que se encuentran en un radio de  $\sim 9$  arcmin de distancia al blazar, identificando dos grupos de galaxias a lo largo de la línea de la visual:  $z=0.020$  y  $z=0.067$ , respectivamente (ver Figura 2.6). Ningún grupo o galaxia individual se encontró a  $z=0.44$  o cercano a este valor (publicado comúnmente para este objeto). Sin embargo,

es necesario aclarar que los datos usados no alcanzan a detectar objetos suficientemente débiles por lo que ese estudio queda limitado a galaxias con  $z \lesssim 0.08$ , llegando solamente en un caso a  $z = 0.14$ .

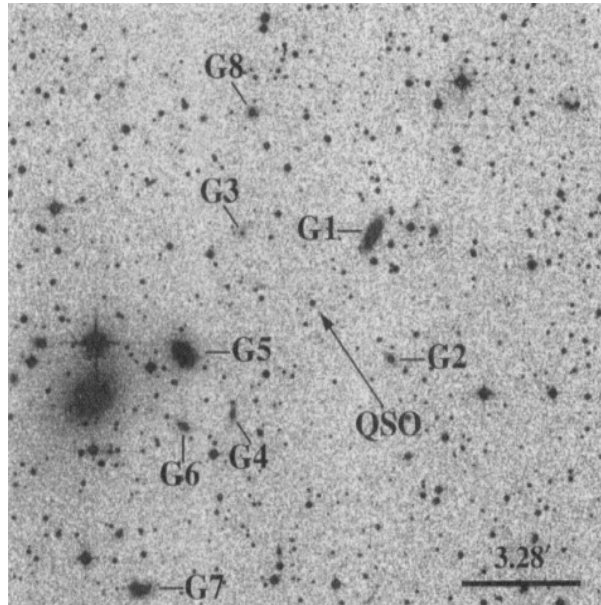


Figura 2.6: Imagen del entorno de 3C 66A de  $16.7 \text{ arcmin}^2$ , centrada en el blazar. Fue extraída del DSS y estudiada por Bowen et al. (1997) quienes determinaron el corrimiento al rojo de los objetos resaltados en el campo.

Por su parte, Prandini et al. (2010) elaboraron un método para limitar la distancia de estos AGNs. El método consiste en reconstruir el espectro original de los blazares (corregido por EBL) a energías de los GeV y TeV, como una función del corrimiento al rojo. Este método se desarrolló a partir de datos obtenidos con Fermi LAT (Large Area Telescope) sobre objetos con distancias conocidas, derivando una relación entre el límite superior y el verdadero valor de  $z$  de las fuentes. Esta relación permite calcular el corrimiento al rojo de objetos distantes. Para el caso de 3C 66A se obtuvo un límite superior de  $0.34 \pm 0.05$  siendo  $0.213 \pm 0.05$  el valor más probable.

Yang & Wang (2010) establecieron un límite superior de  $z < 0.58$  para este blazar usando modelos de EBL. Sin embargo, teniendo en cuenta lo expuesto en la sección 1.5.4 acerca de la dependencia que presenta el valor de  $z$  con respecto al modelo adoptado, los resultados obtenidos pueden ser cuestionables.

Finalmente, Furniss et al. (2013) reportaron un nuevo límite inferior de  $z \geq 0.3347$  a partir del análisis de su espectro en UV lejano, obtenido con el HST y el espectrógrafo *Cosmic Origins Spectrograph* (HST/COS) (ver Figura 2.7). Este espectro mostró características de continuo suave con absorciones del medio intergaláctico ( $\text{Ly}\alpha$ ) que permitieron establecer dicho límite con una alta confiabilidad.

Teniendo en cuenta lo anterior, a pesar de varios esfuerzos previos, el corrimiento al rojo de 3C 66A sigue siendo incierto, no se ha detectado fehacientemente su galaxia anfitriona y su entorno inmediato está apenas estudiado.

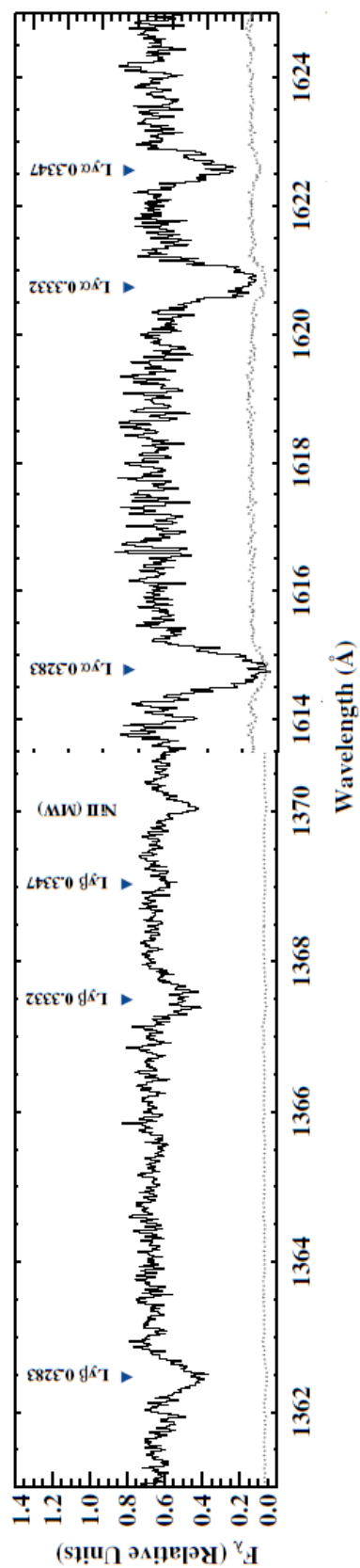


Figura 2.7: Espectro HST/COS de  $J06464$  en donde se identifican absorciones del material intergaláctico:  $\text{L-}\alpha$  y  $\text{L-}\beta$  (Furniss et al., 2013).

## 2.2. *PG 1553+113*

El blazar *PG 1553+113* (ver Figura 2.8) es un objeto que, al igual que *3C 66A*, ha sido estudiado en múltiples trabajos. Sin embargo, la falta de características perceptibles en su espectro óptico y la ubicación en un entorno rico de fuentes que no presentan relación y/o interacción física entre sí, han dificultado la medición de su corrimiento al rojo.

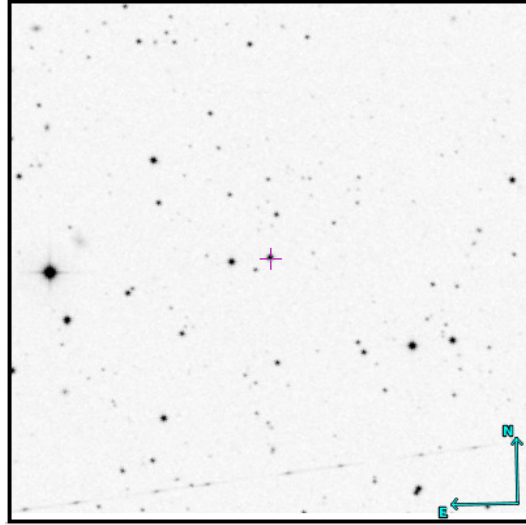


Figura 2.8: Imagen obtenida del DSS en la banda R de un campo de  $10' \times 10'$  centrado en *PG 1553+113*.

*PG 1553+113* fue clasificado por Miller & Green (1983) como un objeto BL Lac debido a la falta de características espectrales y alta variabilidad en el óptico ( $m_V = 13.2$  mag –15.0 mag). Fue detectado por primera vez por Green et al. (1986) en UV, posteriormente en rayos- $\gamma$  de muy altas energías (VHE,  $E \geq 100$  GeV) por H.E.S.S. (Aharonian et al., 2006) y confirmado por MAGIC (ver Figura 2.9; Albert et al. 2007).

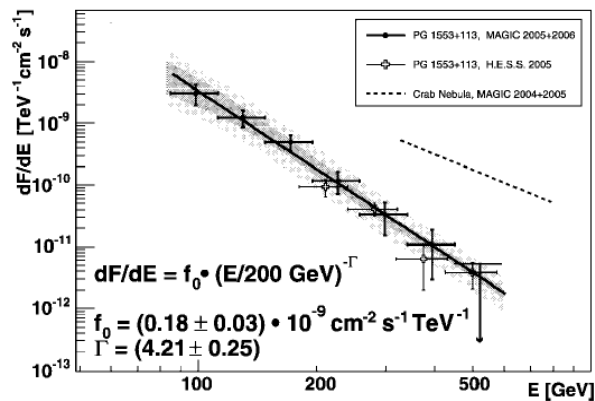


Figura 2.9: Espectro en rayos- $\gamma$  de *PG 1553+113* obtenido por H.E.S.S y MAGIC (Albert et al., 2007).

Debido a la ausencia de características en el espectro óptico (ver Figura 2.10) no ha

sido posible determinar su corrimiento al rojo, por lo que se han establecido diferentes límites en base a mediciones indirectas (por ejemplo, Sbarufatti et al. 2005b, 2006a).

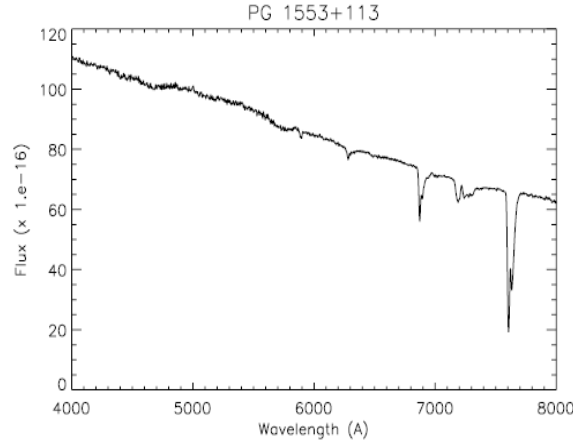


Figura 2.10: Espectro óptico de *PG 1553+113* obtenido con el VLT y el FORS (Sbarufatti et al., 2006a).

El corrimiento al rojo referido para este objeto en la mayoría de las bases de datos, corresponde al valor reportado por Miller & Green (1983),  $z = 0.36$ . Esta medida se determinó en base a la detección de  $\text{Ly}\alpha$  en el espectro UV observado con el *International Ultraviolet Explorer* IUE. Sin embargo, Falomo & Treves (1990) demostraron la inexactitud del resultado, debido a la detección espuria de esta característica.

La no detección de su galaxia anfitriona en imágenes del HST (Treves et al., 2007) condujo a la estimación de un límite inferior de corrimiento al rojo equivalente a  $z \geq 0.25$  y un rango probable de  $0.3 < z < 0.4$ , convirtiéndolo en una de las fuentes extragalácticas, detectadas a TeV, más distantes.

En base a la detección de absorbedores  $\text{Ly}\alpha$  en el espectro UV, obtenido con el HST/COS (ver Figura 2.11), Danforth et al. (2010) estimaron un límite inferior de corrimiento al rojo  $z > 0.43$  y un límite superior de  $z \leq 0.58$  debido a la no detección de absorbedores  $\text{Ly}\beta$ .

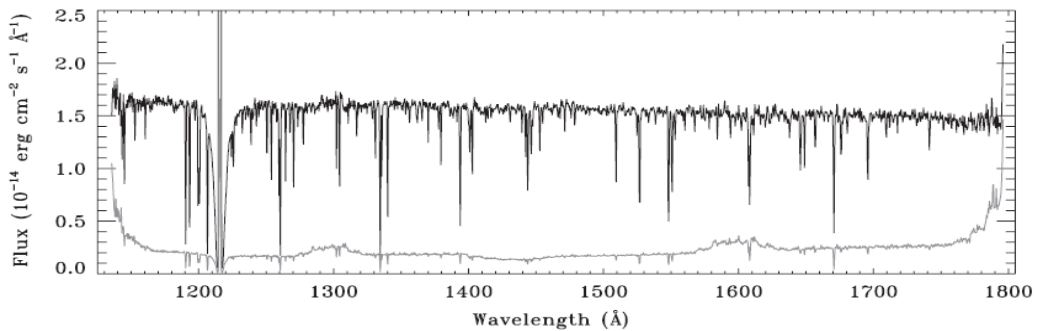


Figura 2.11: Espectro UV-lejano de *PG 1553+113* obtenido con el HTS/COS (Danforth et al., 2010).

Diversos límites superiores han sido propuestos en altas energías. Mazin & Goebel (2007) propusieron dos valores en base a la forma del espectro en TeV:  $z < 0.8$  y  $z < 0.4$ . El primer valor supone la mínima contribución de la EBL y el segundo valor no la tiene en cuenta. Prandini et al. (2010) propusieron un valor de  $z \leq 0.568$  combinando espectros obtenidos con Fermi LAT en GeV y TeV, y modelos EBL. Sin embargo, estos valores de corrimiento al rojo dependen, en gran medida, de la SED adoptada para el blazar a dichas frecuencias.

Asumiendo que este blazar se encuentra albergado en una galaxia de magnitudes absolutas típicas de  $M_R = -22.5$  mag y  $M_R = -22.9$  mag y suponiendo que la misma puede ser usada como *standard candle*, Shaw et al. (2013) obtuvieron límites inferiores correspondientes a  $z > 0.24$  y  $z > 0.31$ , respectivamente.

Recientemente, en estudios realizados por Landoni et al. (2014), a partir del análisis de datos espectroscópicos que van desde el UV cercano hasta el IR cercano (3200 Å-15000 Å), se determinó un rango de  $0.3 \leq z \leq 0.5$  (ver Figura 2.12).

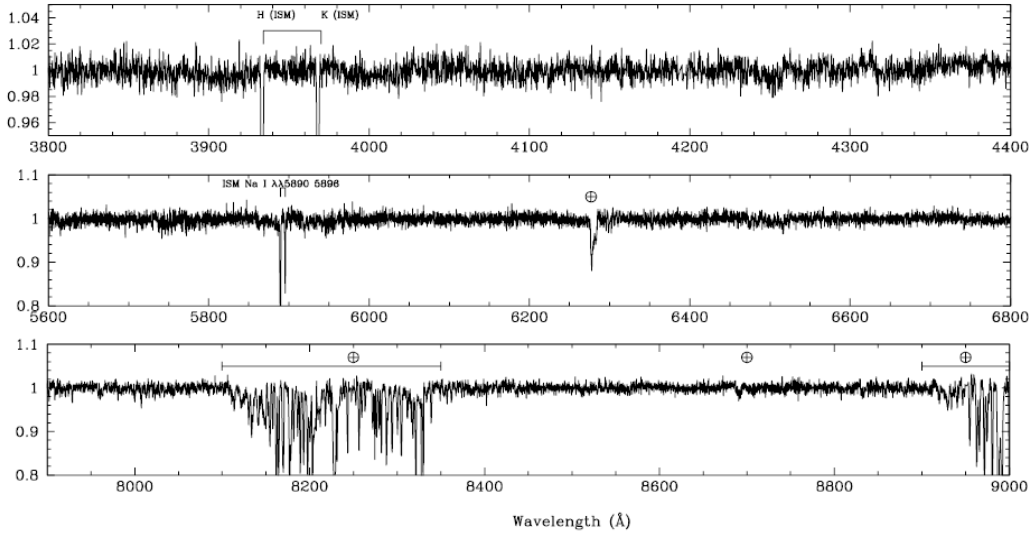


Figura 2.12: Espectro NUV-V-NIR de *PG 1553+113* obtenido con X-SHOOTER (Landoni et al., 2014).

Finalmente, Aleksić et al. (2015) establecieron un límite superior igual a  $z \leq 0.6$  promediando el resultado obtenido de diversos métodos empleados para el análisis de datos espectroscópicos de alta calidad registrados durante el *flare* sucedido en 2012. Este valor coincide con el resultado obtenido por Aliu et al. (2015), quienes establecieron un límite superior de  $z \leq 0.62$  en base a la reconstrucción del espectro intrínseco en GeV a partir de observaciones realizadas con VERITAS.

Por otro lado, y a pesar del gran esfuerzo realizado en diversos estudios fotométricos, la galaxia anfitriona de *PG 1553+113* no ha sido detectada (Sbarufatti et al., 2005b) como consecuencia del alto brillo óptico del blazar ( $B \sim 15$  mag), por lo cual, Sbarufatti et al. (2006a) sugieren que este objeto puede pertenecer a una subpoblación interesante de BL Lacs con propiedades nucleares extremas.

En cuanto al entorno de *PG 1553+113*, Prochaska et al. (2011) realizaron un estudio espectrofotométrico para 20 campos de cuásares brillantes en el UV, en búsqueda de establecer una asociación entre las galaxias y sistemas de absorción del medio intergaláctico (IGM). Para ello usaron imágenes y espectros obtenidos con el telescopio Irénée du Pont de 2.5 m del Observatorio de las Campanas (La Serena, Chile) y el instrumento WFCCD (Wide Field Reimaging CCD Camera). En este estudio se obtuvieron imágenes de  $20 \text{ arcmin}^2$  centradas en *PG 1553+113*, en las bandas *B* y *R*. La Figura 2.13 muestra la imagen final obtenida en la banda *R* en donde los cuadros amarillos representan las fuentes con corrimiento al rojo espectroscópico determinado y los círculos rosados las fuentes para las cuales no fue posible medir este parámetro.

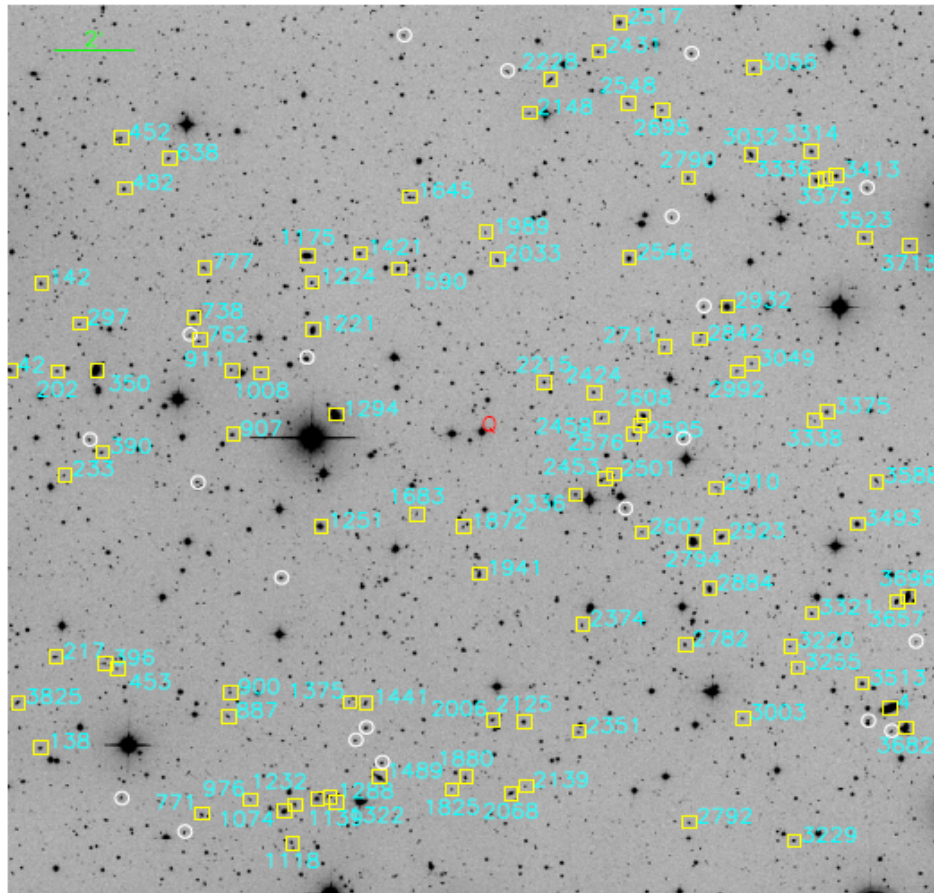


Figura 2.13: Imagen en la banda *R* del entorno cercano de *PG 1553+113* (Prochaska et al., 2011). *Cuadros amarillos*: objetos con corrimiento al rojo espectroscópico determinado. *Círculos rosa*: fuentes sin corrimiento al rojo.

Aunque el análisis de estos datos no permitió determinar el corrimiento al rojo de *PG 1553+113*, sí permitió realizar una primera caracterización de su entorno cercano al revelar la gran variedad de fuentes presentes a diferentes valores de  $z$  (ver Figura 2.14).

Estos resultados motivan a la realización de diferentes estudios en búsqueda del método apropiado para la determinación del corrimiento al rojo de este popular blazar.



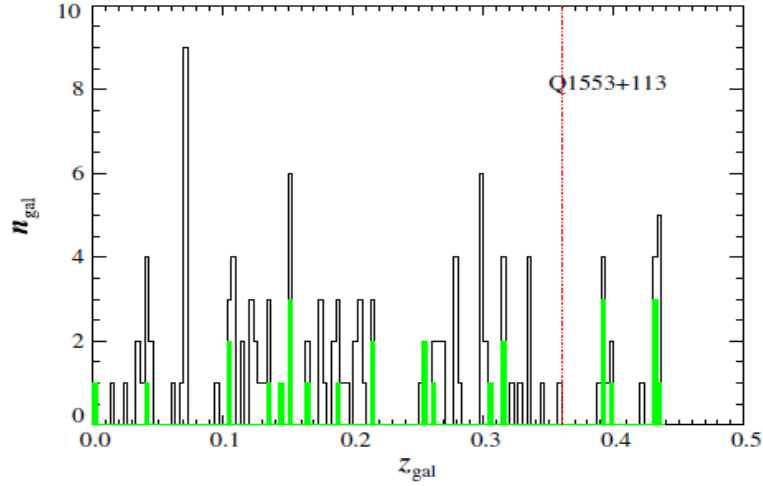


Figura 2.14: Distribución de  $z$  en el entorno cercano de *PG 1553+113* (Prochaska et al., 2011). Barras verdes: distribución para las galaxias ubicadas dentro de los 5 arcmin alrededor del blazar. Barras negras: distribución para todas las galaxias detectadas en el campo.

## 2.3. *PKS 0332-403*

El blazar *PKS 0332-403* (también denominado *J0334.2-4008*) (ver Figura 2.15) fue clasificado como BL Lac por Massaro et al. (2009) debido a la ausencia de características en su espectro óptico y fue detectado en altas energías por Fermi LAT (Nolan et al., 2012).

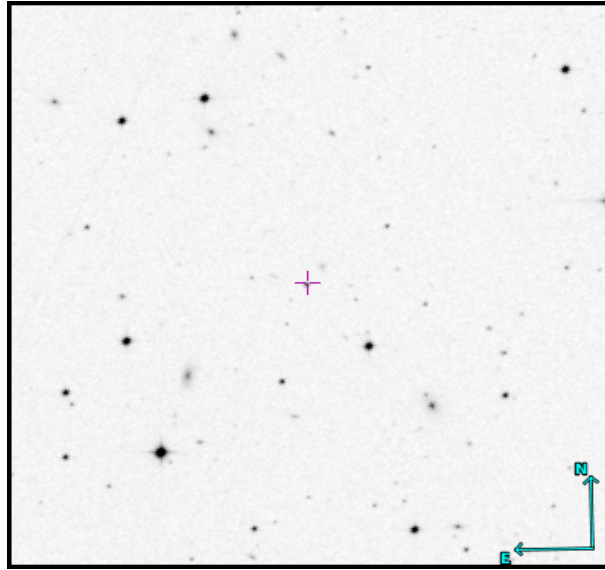


Figura 2.15: Imagen obtenida del DSS en la banda R de un campo de  $10' \times 10'$  centrado en *PKS 0332-403*.

El corrimiento al rojo reportado para esta fuente es  $z = 1.357$ . Este valor fue determinado por Shaw et al. (2013) en un estudio espectroscópico realizado sobre 475 objetos BL Lac del segundo catálogo de AGNs identificados con Fermi LAT, a partir de la detección de líneas de emisión intrínsecas y/o sistemas de absorción del medio intergaláctico. Allí se reportó la detección de líneas de emisión anchas como C III y Mg II. Sin embargo, Landoni

et al. (2015) no confirman la detección de dichas líneas de emisión al realizar un estudio espectroscópico sobre esta fuente en IR cercano (ver Figura 2.16) con el telescopio SOAR (SOuthern Astrophysical Research Telescope).

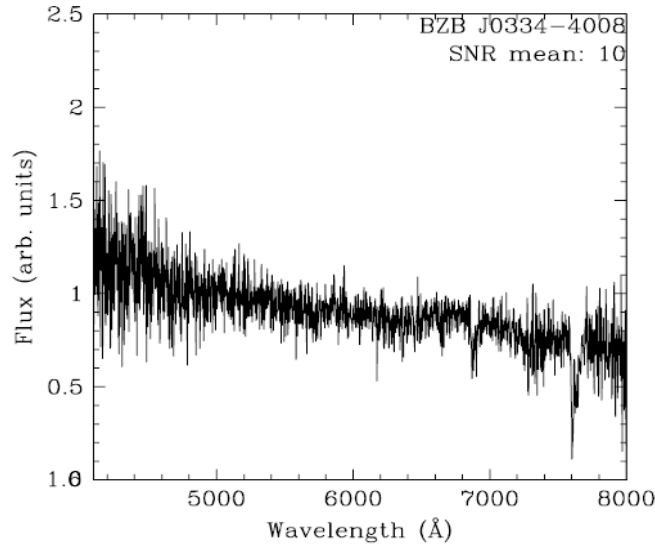


Figura 2.16: Espectro óptico de *PKS 0332-403* obtenido con SOAR en IR cercano (Landoni et al., 2015).

En la base de datos del NED se reporta un valor de corrimiento al rojo de  $z = 1.445$ . Este valor aparece en el *Parkes radio source catalogue* (PKSCAT90) (Wright & Otrupcek, 1990) y posteriormente en dos catálogos más de corrimiento al rojo (Hewitt & Burbidge, 1993; Veron-Cetty & Veron, 1998). Estos catálogos presentan referencias circulares citándose entre sí y citando un tercer catálogo que no presenta un valor de  $z$  registrado para esta fuente (Barbieri et al., 1975). Como en la literatura no se indica el origen de este valor, el mismo se considera “extremadamente dudoso” (Jackson et al., 2002).

Para este objeto no se reportan estudios realizados en otras bandas que permitan confirmar cualquiera de los dos valores de  $z$  mencionados anteriormente, por lo que resulta ser un buen candidato para testear distintas técnicas, observacionales y de análisis, establecidas para la caracterización de fuentes extragalácticas distantes.

El estudio espectrofotométrico de este objeto resulta ser bastante ambicioso (y motivante), debido a que los resultados obtenidos en esta tesis, serían pioneros en relación a sus propiedades en el óptico.

La elaboración de un método apropiado para la medición del corrimiento al rojo de fuentes extragalácticas distantes, como los tres objetos que componen la muestra estudiada en esta tesis, es crucial tanto para la reconstrucción de su espectro intrínseco en rayos- $\gamma$  como para la elaboración de modelos de EBL adecuados que permitan fundamentar las propiedades de los AGNs.

## Datos y Reducción

### 3.1. Datos

Los datos analizados en esta tesis se obtuvieron en tres turnos de observación diferentes (ver Tabla 3.1), llevados a cabo por el *Observatorio Gemini* con los telescopios de 8 m Gemini Norte y Gemini Sur, y haciendo uso del instrumento GMOS (*Gemini Multi–Object Spectrograph*).

Cada turno de observación proporcionó imágenes de ciencia profundas que comprenden un campo de visión de  $5.5 \times 5.5 \text{ arcmin}^2$  alrededor de cada uno de los blazares que componen la muestra.

BL Lac	$\alpha, \delta_{(J2000)}$	PROGRAMA	INSTRUMENTO	PI
<b>3C 66A</b>	02h22m39.6s +43d02m08s	GN-2009B-Q-2	GMOS-Norte	I. Andruchow
<b>PG 1553+113</b>	15h55m43.0s +11d11m24s	GN-2011A-Q-28	GMOS-Norte	S. Cellone
<b>PKS 0332-403</b>	03h34m13.6s -40d08m25s	GS-2012B-Q-32	GMOS-Sur	J. Torres Zafra

Tabla 3.1: Detalles de los turnos de observación realizados para la adquisición de los datos analizados en esta tesis. Col. 1: blazar; Col. 2: coordenadas del objeto central; Col. 3: Gemini ID; Col. 4: instrumento; Col. 5: investigador principal (PI).

Para cada campo se obtuvieron tanto datos fotométricos como datos espectroscópicos. Estos datos se solicitaron teniendo en cuenta las características propias de cada blazar por lo que el número de imágenes y el tiempo de integración de las mismas son diferentes en cada caso.

#### 3.1.1. Datos Fotométricos

Teniendo en cuenta las propiedades ópticas de cada objeto y los objetivos propuestos en esta tesis, en cada turno de observación se solicitaron imágenes en los filtros  $g'$  e  $i'$  (centradas en la posición del blazar) con el fin de detectar su galaxia anfitriona y al mismo tiempo realizar el estudio de cada una de las galaxias presentes en su entorno.

Los filtros solicitados se eligieron con el objetivo de obtener los colores de las galaxias de campo considerando que, dentro de los rangos de corrimientos al rojo publicados para los objetos que componen la muestra, la relación S/N de los mismos es relativamente alta para galaxias normales de distintos tipos. Por su parte, en la banda  $i'$  el contraste entre núcleo (azul) y galaxia (roja) es relativamente alto, por lo que esta banda es adecuada para procurar la detección de la galaxia anfitriona. Se evita filtro  $z'$  por el fuerte fringing.

Las imágenes fueron tomadas, en cada uno de los filtros, con un patrón de *dithering* estándar para corregir las separaciones (*gaps*) que se encuentran entre los CCDs, con tiempos de integración cortos y con el detector sin binar para evitar su saturación. Las especificaciones de los datos fotométricos obtenidos se muestran en la Tabla 3.2.

BL Lac	$N^{\circ}$ Imag.		$t_{exp.}(s)$	
	$g'$	$i'$	$g'$	$i'$
<b>3C 66A</b>	11	13	870	325
<b>PG 1553+113</b>	10	5	1100	450
<b>PKS 0332-403</b>	13	5	2866	1252

Tabla 3.2: Detalles de los datos fotométricos solicitados. Col. 1: blazar; Col. 2: número de imágenes por filtro; Col. 3: tiempo de exposición total.

Los filtros utilizados para la obtención de las imágenes son del sistema fotométrico del *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS por sus siglas en inglés; Fukugita et al. 1996). Se encuentran enumerados dentro del sistema de observación de *Gemini* como  $g - G0301$  e  $i - G0302$ , y su longitud de onda efectiva es  $\lambda_{eff}=475$  nm y  $\lambda_{eff}=780$  nm, respectivamente.

### 3.1.2. Datos Espectroscópicos

Durante los mismos turnos de observación se solicitaron datos espectroscópicos tanto para los blazares como para una submuestra de objetos seleccionados dentro de cada campo. Estos espectros se obtuvieron simultáneamente por lo que las imágenes espectroscópicas finales presentan una configuración particular que depende tanto de la posición como del número de objetos seleccionados.

La Figura 3.1 muestra los objetos seleccionados dentro de cada campo. Esta selección se realizó considerando fuentes no estelares, débiles y con aparente morfología temprana; sin embargo, la misma estuvo condicionada por la ubicación, tamaño y orientación de las ranuras. En cada imagen la numeración azul (en la parte superior de cada objeto) indica los objetos observados con la red de difracción  $B600$ , y la numeración roja (en la parte inferior de cada objeto), los objetos observados con la red de difracción  $R400$ . Los objetos con doble numeración fueron observados con ambas redes. Debido a la incompatibilidad en los modos de observación no todas las fuentes fueron observadas con las dos redes de difracción.

Los espectros de estos objetos se obtuvieron utilizando el instrumento GMOS en modo MOS (*Multi-Object Spectroscopy*). Este modo de observación ofrece la posibilidad de obtener espectros de varios objetos, dentro de un mismo campo, de manera simultánea.

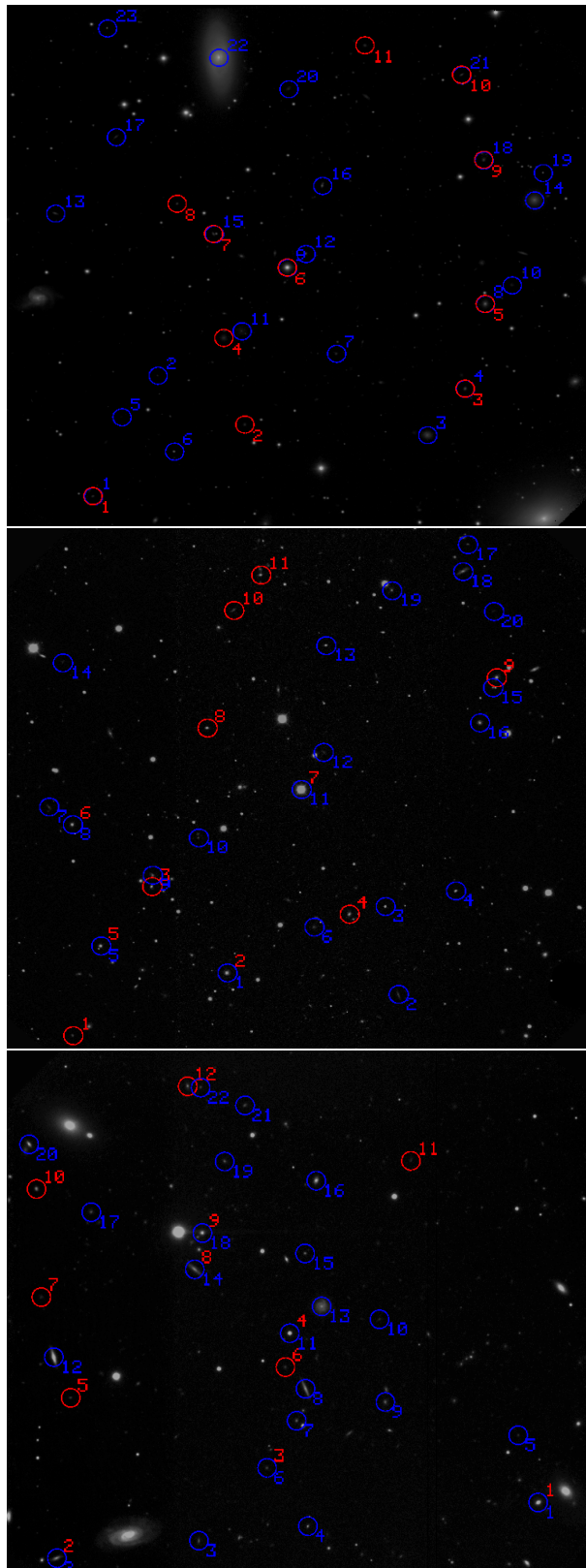


Figura 3.1: Objetos seleccionados dentro de los campos de *3C 66A*, *PG 1553+113* y *PKS 0332-403* (de arriba a abajo, respectivamente) para obtener su espectro. *Círculos azules*: Espectroscopía realizada con la red B600. *Círculos rojos*: Espectroscopía realizada con la red R400.

Para ello se requiere ubicar una placa que contenga las ranuras correspondientes, en la abertura de entrada del espectrógrafo. Estas ranuras están ubicadas sobre la misma placa, específicamente en la posición sobre la cual llegará la señal de cada uno de los objetos seleccionados.

Las placas son elaboradas en base a un modelo de *máscara* (ver Figura 3.2) que especifica la posición exacta de las ranuras dentro del campo de visión de GMOS. Es por eso que para cada turno de observación se elabora una máscara, por cada “*configuración del modo de observación*”, considerando las *pre-imágenes* tomadas con el mismo instrumento y las coordenadas de los objetos seleccionados en cada campo.

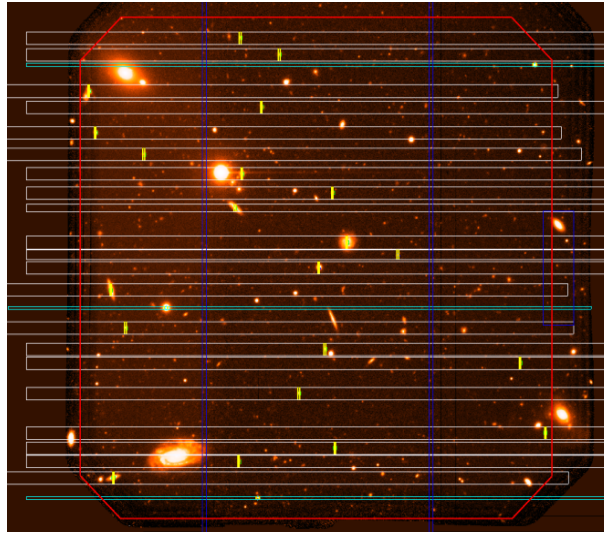


Figura 3.2: Máscara elaborada para el campo de *PKS 0332-403* con las ranuras ubicadas en los objetos de interés.

Para este estudio se obtuvieron datos espectroscópicos en dos *configuraciones del modo de observación* diferentes:

1. **MOS** con la red de difracción **B600** (con número de identificación *G5323*), cubriendo un rango espectral de 320 nm – 710 nm, aproximadamente.
2. **MOS+Nod & Shuffle** con la red de difracción **R400** (con número de identificación *G5305*), cubriendo un rango espectral de 580 nm – 1000 nm, aproximadamente.

*Nod & Shuffle* (N&S) es una técnica de observación que permite sustraer, de forma precisa, la emisión del cielo nocturno de la emisión proveniente de un objeto (ver detalles en la Sección 3.2.2.2). Esta técnica se incluye en la segunda configuración de observación teniendo en cuenta que su forma de colectar la señal permite una substracción óptima del cielo en el rango espectral donde se espera que aparezcan emisiones y/o absorciones (de los objetos que componen la muestra) que han experimentado un alto corrimiento al rojo. N&S requiere regiones específicas del CCD para colectar la señal, lo que impide seleccionar objetos en cualquier parte del campo. Esta condición no permite que los objetos seleccionados para realizar espectroscopía en la configuración MOS clásica puedan ser observados, en su totalidad, en la configuración MOS+Nod & Shuffle.

Los espectros fueron tomados en tres longitudes de onda central ( $\lambda_c$ ) distintas para eliminar los *gaps* que se ubican entre los CCDs y mejorar la relación S/N. En los tres casos se solicitó un *binning* de  $2 \times 2$  en ambas direcciones, con *dithering* a lo largo de la dirección de dispersión y cubriendo un rango espectral de 400 nm a 950 nm, como una forma de garantizar la detección de líneas típicas de AGNs a diferentes corrimientos al rojo ( $z$ ). En la Tabla 3.3 se especifican las características de los datos espectroscópicos obtenidos.

CAMPO	RED	Nº OBJ.	$\lambda_c$ (nm)	Nº IMAG.	$t_{exp. tot.}$ (s)
3C 66A	B600	23	490	2	3600
			500	1	1800
			510	2	3600
	R400	11	790	3	1500
			800	3	1500
			810	3	1000
PG 1553+113	B600	20	490	2	2160
			500	1	1080
			510	2	2160
	R400	11	790	3	1944
			800	3	1944
			810	3	1944
PKS 0332-403	B600	22	480	1	1200.5
			500	1	1200.5
			520	1	1200.5
	R400	12	780	1	1200
			800	1	1200
			820	1	1200

Tabla 3.3: Detalles de los datos espectroscópicos adquiridos con las redes de difracción *B600* y *R400*. Col. 1: campo; Col. 2: red de difracción utilizada; Col. 3: número de objetos seleccionados dentro del campo para la espectroscopía; Col. 4: longitud de onda central; Col. 5: número de imágenes espectroscópicas obtenidas por longitud de onda central; Col. 6: tiempo de exposición total.

## 3.2. Reducción

Los procesos de reducción de datos tanto fotométricos como espectroscópicos, obtenidos en cada turno de observación, fueron realizados mediante las rutinas propias de GMOS presentes en el paquete *Gemini* (versión 1.11) y desarrolladas dentro del software IRAF<sup>1</sup> versión 2.15.1a.

### 3.2.1. Reducción de Datos Fotométricos

El procedimiento seguido para la reducción de las imágenes de ciencia involucró el uso de las siguientes tareas en el orden que se lista a continuación:

<sup>1</sup>IRAF es distribuido por *National Optical Astronomical Observatories*, el cual es operado por la *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.* bajo un acuerdo cooperativo con la *National Science Foundation*.

1. **GPREFARE:** Esta tarea prepara los datos agregando información al *header* de cada imagen como, por ejemplo, el nombre de la máscara (en el caso de imágenes espectrales), la ganancia, el ruido y todos los *keywords* necesarios para el proceso de reducción.
2. **GBIAS:** Esta tarea combina imágenes *bias* para obtener un *master bias* promedio con alta relación S/N. Para generar los *master bias* necesarios para el proceso de reducción de las datos de ciencia, se combinaron imágenes *bias* tomadas el mismo día que se desarrollaron los turnos de observación o en su defecto en fechas cercanas. Estas imágenes fueron obtenidas del *Gemini Science Archive*<sup>2</sup> (GSA). Para el campo de *3C 66A* se combinaron 108 imágenes, para *PG 1553+113* se combinaron 15 y para *PKS 0332-403* se combinaron 8. Los *master bias* finales se presentan en la Figura 3.3. El número de imágenes *bias* combinadas para cada campo, varía debido a que se tuvieron en cuenta aquellas que fueron obtenidas en fechas próximas a la fecha de observación (aproximadamente un mes) con el objetivo de evitar la combinación de imágenes que presentaron inestabilidades en el tiempo.

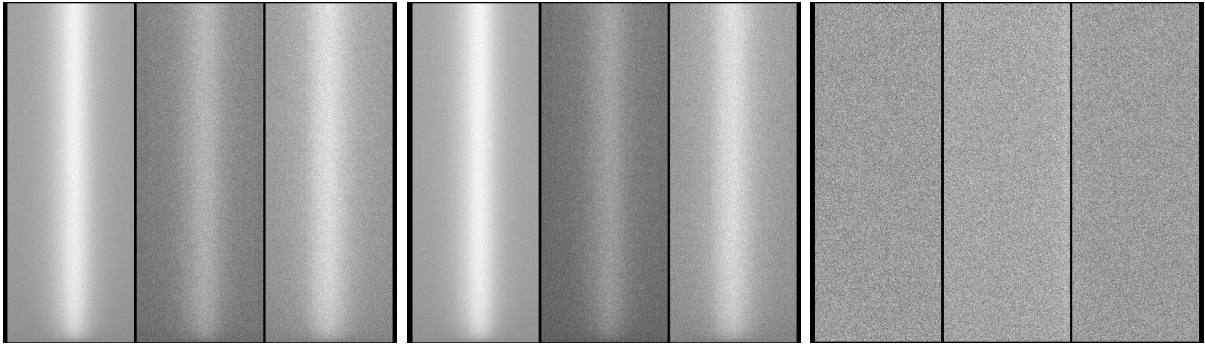


Figura 3.3: *Master Bias* creados para el campo de: *3C 66A*, *PG 1553+113* y *PKS 0332-403* de izquierda a derecha, respectivamente.

3. **GIFLAT:** Esta tarea crea una imagen normalizada de campo plano (*flat-field*) a partir de las imágenes *flats* tomadas por GMOS. Al crear esta imagen se debe realizar el corte respectivo (*fl\_trim+*), la sustracción del *overscan* (*fl\_over+*) y del *bias*. Los *flats* finales (por filtro), se crearon combinando imágenes *flat*, tomadas el mismo día para evitar variaciones abruptas registradas en el tiempo. Estas imágenes también fueron obtenidas del GSA. Para el campo de *3C 66A* se combinaron 21 imágenes en el filtro *g'* y 32 en el filtro *i'*, para el campo de *PG 1553+113* se combinaron 15 imágenes en el filtro *g'* y 25 en el filtro *i'* y para el campo de *PKS 0332-403* se combinaron 6 imágenes en el filtro *g'* y 4 en el filtro *i'*. Los *flats* finales creados en el filtro *g'* para el proceso de reducción de las imágenes de ciencia se muestran en la Figura 3.4.
4. **GIREDUCE:** Esta tarea reduce imágenes de ciencia, sustrayendo el nivel de *overscan* y el *bias*, corrigiendo por *flatfield* y multiplicando cada extensión de la imagen por la correspondiente ganancia del detector. En la Figura 3.6 se muestran las imágenes de ciencia reducidas en el filtro *g'*.

<sup>2</sup><http://www.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/en/gemini/>



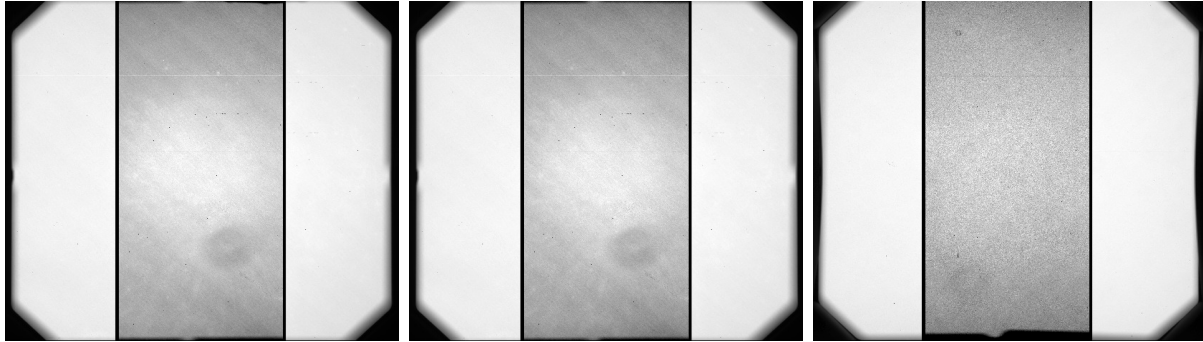


Figura 3.4: *Flats* finales generados en la banda  $g'$  para:  $3C\ 66A$ ,  $PG\ 1553+113$  y  $PKS\ 0332-403$  de izquierda a derecha, respectivamente.

5. **GIRMFRINGE:** Esta tarea permite remover el patrón de interferencia de una imagen, sustrayendo una imagen de “*Patrón de Interferencia*” convenientemente escalada. GMOS-S tiene un patrón de “*fringe*” significativo en el rojo, por lo que es conveniente realizar esta corrección en los filtros  $i'$  y  $z'$ .

Para el estudio realizado en esta tesis fue necesario corregir el “*fringe*” de las imágenes obtenidas en el filtro  $i'$  para el campo de  $PKS\ 0332-403$ . Los resultados se muestran en la Figura 3.5.

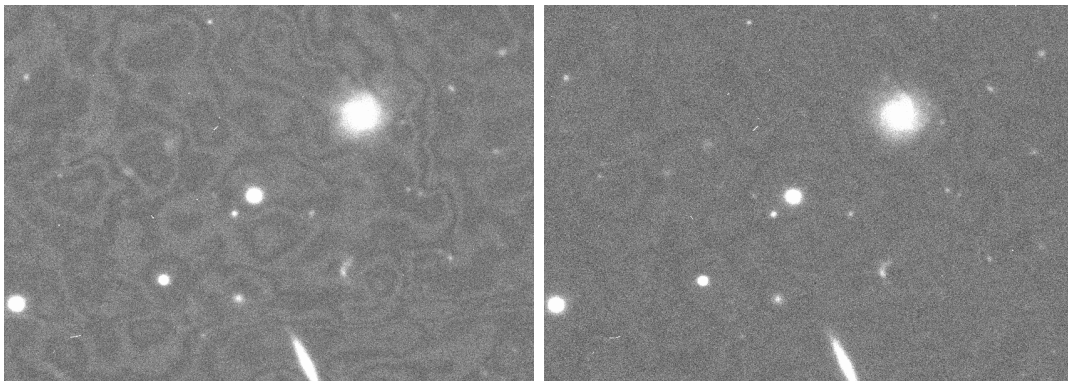


Figura 3.5: Sección de una imagen del campo de  $PKS\ 0332-403$  en el filtro  $i'$ . Izquierda: Antes de la corrección por *fringe*. Derecha: Después de la corrección por *fringe*.

6. **GMOSAIC:** Esta tarea crea un mosaico de las tres extensiones de las imágenes de ciencia. El resultado será un archivo *MEF* (Multi-Extension File) con los datos de la imagen incluidos únicamente en la primera extensión. Los mosaicos obtenidos para los datos de ciencia en el filtro  $g'$  se muestran en la Figura 3.7.
7. **IMCOADD:** Esta tarea permite generar una imagen promedio libre de rayos cósmicos, píxeles “*calientes*” (píxeles que presentan una corriente de oscuridad superior al promedio y que por lo general saturan siempre) y píxeles “*fríos*” (píxeles defectuosos que por lo general no detectan señal), combinando todas las imágenes de ciencia tomadas en un mismo filtro procesadas previamente por GMOSAIC y recuperando las zonas afectadas por los *gaps*. Las imágenes combinadas resultantes en cada filtro y para cada campo se muestran en las Figuras 3.8, 3.9, 3.10.

Las imágenes finales obtenidas luego del proceso de reducción anteriormente indicado, son aquellas que se utilizan posteriormente en el análisis fotométrico de cada campo. Como una muestra “artística”, en las Figuras 3.11, 3.12 y 3.13, se muestran imágenes en color obtenidas luego de combinar los dos filtros con *gimp* en modo *RGB* para cada campo.

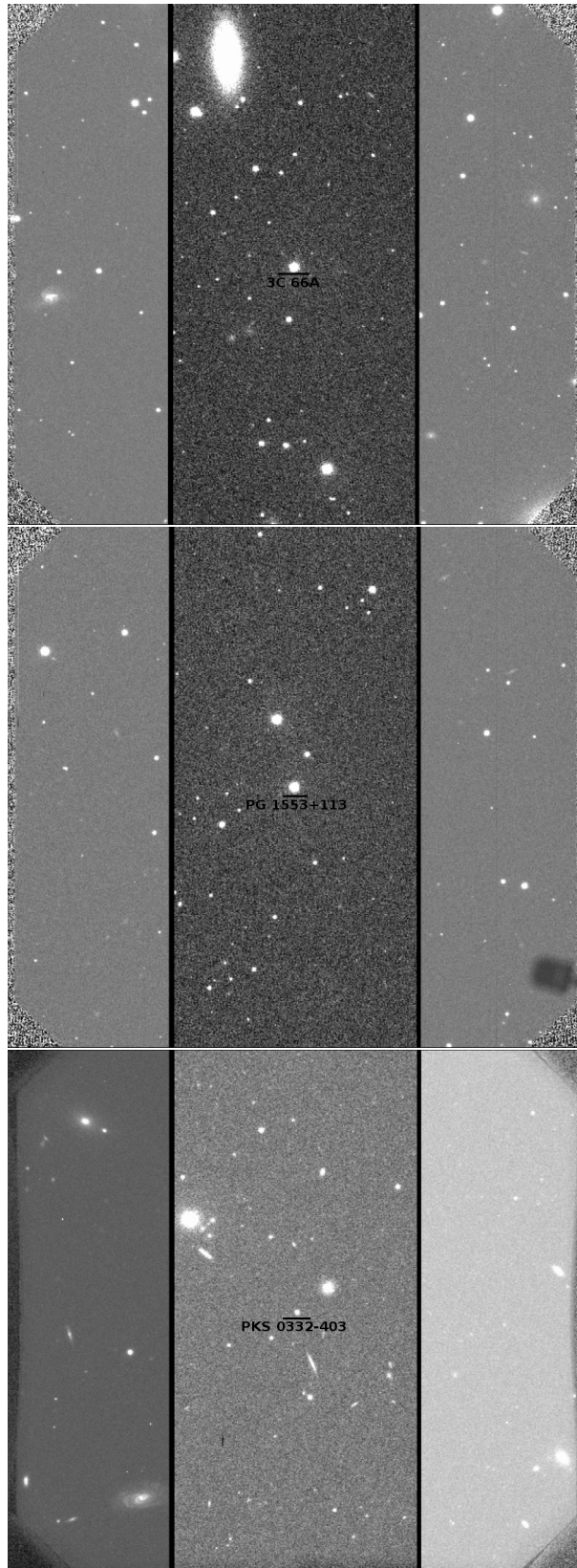


Figura 3.6: Imágenes del filtro  $g'$  reducidas con GIREDUCE. De arriba a abajo, respectivamente:  $3C\ 66A$ ,  $PG\ 1553+113$  y  $PKS\ 0332-403$ .

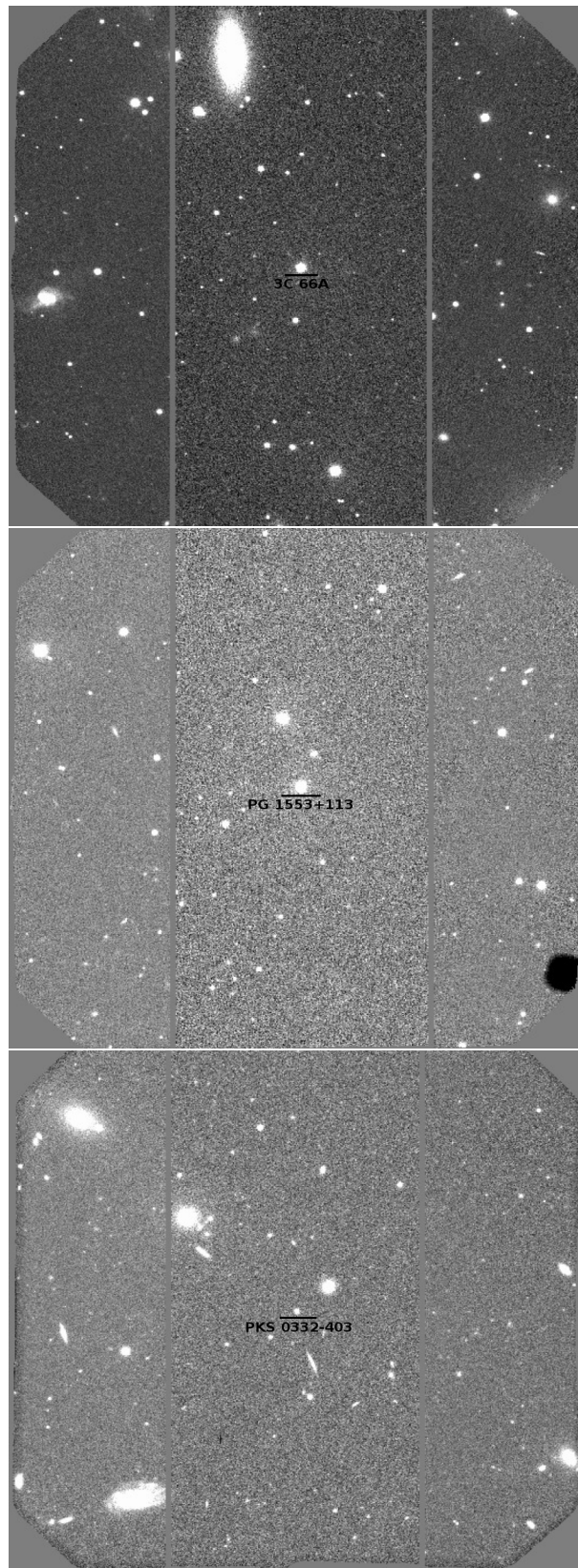


Figura 3.7: Imágenes mosaico en el filtro  $g'$  obtenidas para cada campo con GMOSAIC. De arriba a abajo, respectivamente:  $3C\ 66A$ ,  $PG\ 1553+113$  y  $PKS\ 0332-403$ .



Figura 3.8: Imágenes de ciencia combinadas con IMCOADD en los filtros  $g'$  (*superior*) e  $i'$  (*inferior*) centradas en  $3C\ 66A$ .





Figura 3.9: Imágenes de ciencia combinadas con IMCOADD en los filtros  $g'$  (*superior*) e  $i'$  (*inferior*) centradas en  $PG\ 1553+113$ .

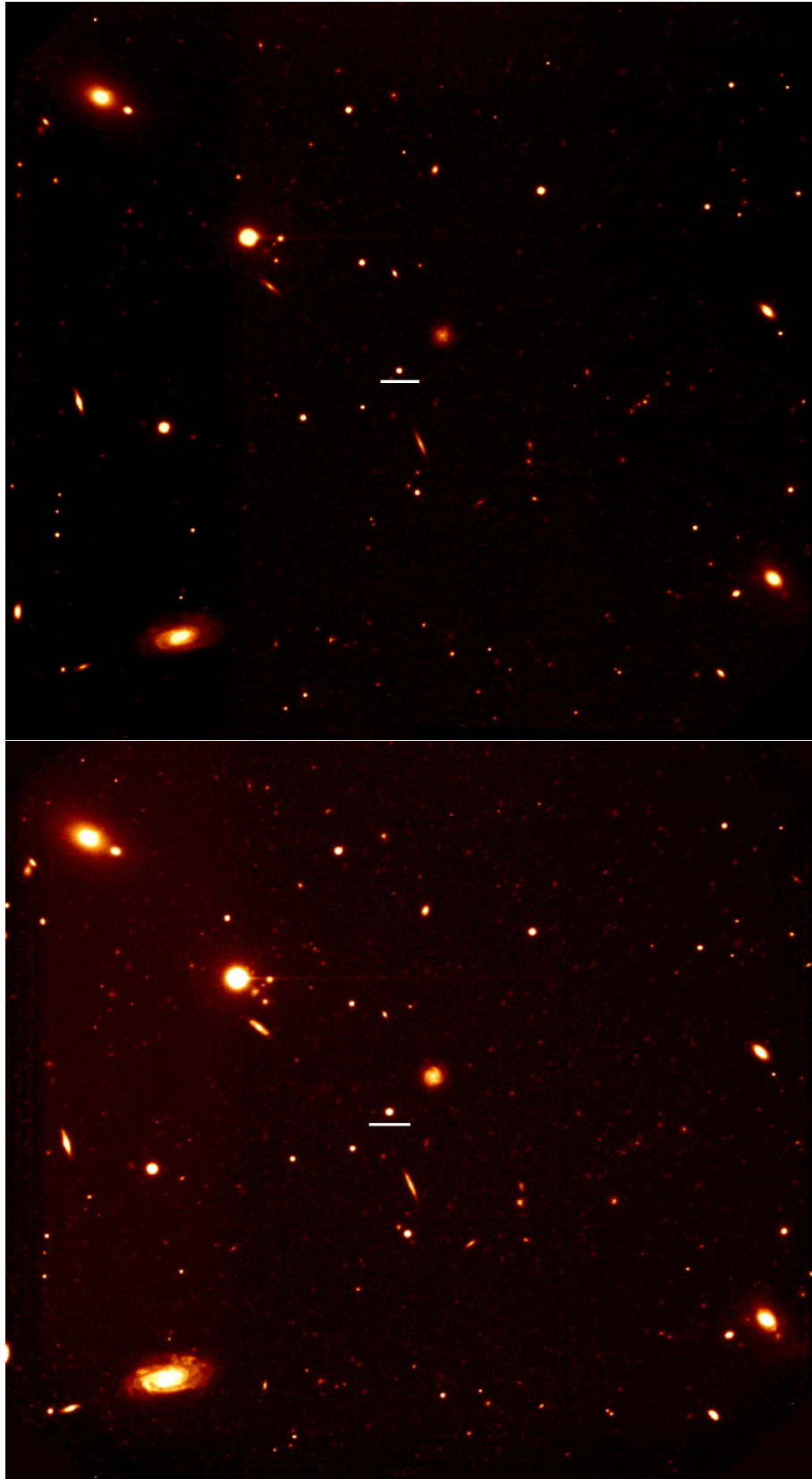


Figura 3.10: Imágenes de ciencia combinadas con IMCOADD en los filtros  $g'$  (*superior*) e  $i'$  (*inferior*) centradas en  $PKS\,0332-403$ .



Figura 3.11: Imagen a color combinada para el campo de *3C 66A*.





Figura 3.12: Imagen a color combinada para el campo de  $PG\ 1553+113$ .



Figura 3.13: Imagen a color combinada para el campo de *PKS 0332-403*.

### 3.2.2. Reducción de Datos Espectroscópicos

La reducción de los espectros obtenidos para cada campo se realizó teniendo en cuenta que los procedimientos a seguir dependen de la *configuración del modo de observación* de GMOS. Por un lado se realizó la reducción de los espectros tomados en modo MOS (con la red *B600*) y por otro, la reducción de los espectros tomados en modo MOS+N&S (con la red *R400*). La diferencia entre los dos modos radica en la forma como el detector colecta la señal recibida, por lo que se requiere seguir un procedimiento distinto para la extracción de los espectros en cada caso.

#### 3.2.2.1. Reducción de Datos MOS: Red *B600*

Para la reducción de estos datos espectroscópicos se siguieron los pasos estipulados en el *script* de reducción elaborado por el Dr. Rodrigo Carrasco (integrante del personal de *Gemini Sur*), el cual se encuentra disponible en la página web: <https://www.noao.edu/meetings/gdw/>.

El procedimiento seguido para esta reducción tiene en cuenta las imágenes espectroscópicas de *ciencia*, de las lámparas de calibración *ARC* (tomadas para realizar la calibración en longitud de onda) y de campo plano *flats* (tomadas de una lámpara de cátodo hueco), así como también la *máscara* implementada para obtener los datos en este modo. Estos datos fueron tomados en tres longitudes de onda central ( $\lambda_c$ ) distintas (como se indicó en la Tabla 3.3), por lo que la estructura (en posición y número) de cada una de las regiones iluminadas del CCD (correspondiente a la señal proveniente de cada ranura ubicada en el campo), es igual para todas las imágenes (ver Figura 3.14).

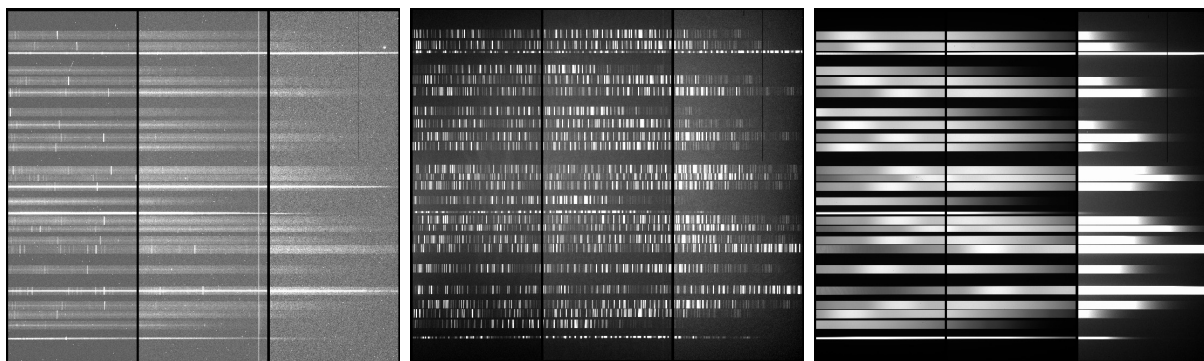


Figura 3.14: Imágenes de: *ciencia*, lámpara de calibración (*ARC*) y *flat* (de izquierda a derecha, respectivamente) tomadas en  $\lambda_c=480$  nm para el campo de *PKS 0332-403*.

Los pasos seguidos para el proceso de reducción se describen brevemente a continuación:

1. Se generó una imagen *bias* combinada con ayuda de la tarea **GBIAS**. Esta tarea, como se explicó anteriormente, permite generar una imagen promedio con alta relación S/N a partir de varias imágenes tomadas con el obturador cerrado a tiempo de integración cero. Para este proceso de reducción se combinaron 35 *bias* para el campo de *3C 66A*, 6 para *PKS 0332-403* y 7 para *PG 1553+113*. Los *bias* finales se muestran en la Figura 3.15.

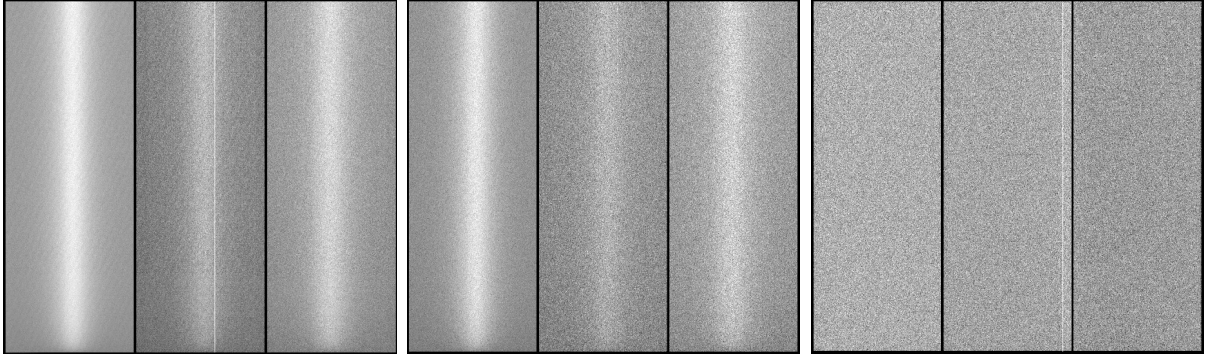


Figura 3.15: *Bias* combinados con la tarea GBIAS para cada campo, de izquierda a derecha, respectivamente: *3C 66A*, *PG 1553+113* y *PKS 0332-403*.

2. Se elaboraron *máscaras de píxeles malos* en base a las columnas dañadas presentes en las imágenes de *ciencia* y en los *flats* de cada campo, para su posterior corrección, con ayuda de la tarea **MKIMAGE**. Esta tarea permite crear o modificar una imagen a partir de valores simples, establecer su tamaño, su dimensionalidad y el tipo de datos para cada píxel. Una de las máscaras elaborada con esta tarea se muestra en la Figura 3.16.

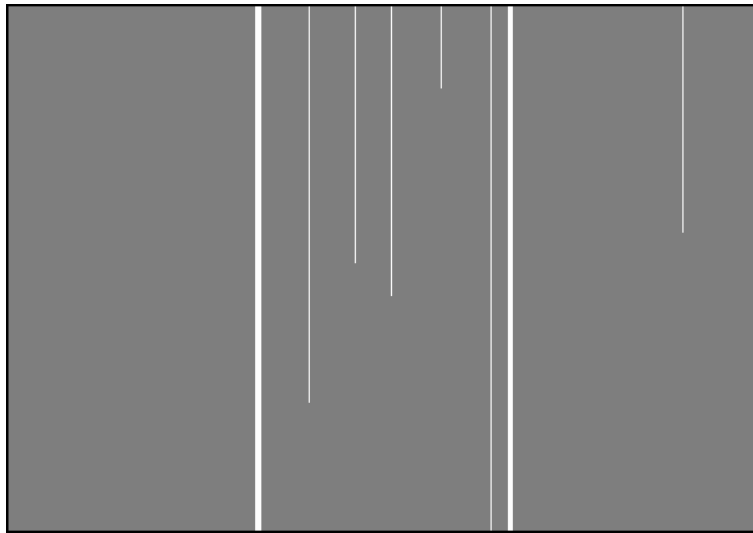


Figura 3.16: Máscara de píxeles malos construida para realizar las correcciones sobre los datos de *ciencia* del campo de *PKS 0332-403*.

3. Se realizó una pre-reducción de los datos tanto de calibración (*flat* y *ARC*) como de *ciencia*, con ayuda de la tarea **GSREDUCE**. Esta tarea permite en esta instancia restar el nivel de *overscan* y substraer el *bias*. Este proceso se realizó a través de la siguiente línea de comando:

```
✓ gmos> gsreduce @objetos.dat fl_flat- fl_gmosaic- fl_fixpix- fl_gsappw- fl_cut-/
          fl_over+ fl_bias+ bias=master_bias.fits
```

Donde “objetos.dat” es un archivo que contiene la lista de los archivos sobre los cuales se quiere realizar la pre-reducción.

4. Se construyeron los *flats* para cada campo y en cada longitud de onda central, con ayuda de la tarea **GSFLAT**. Esta tarea crea un *flatfield* espectroscópico GCAL (unidad de calibración de Gemini) normalizado. Su función principal es eliminar la respuesta espectral GCAL+GMOS y la iluminación irregular de los *flats* individuales dejando sólo las variaciones píxel a píxel y el *fringing*. La combinación se realizó a través de la siguiente línea de comando:

```
✓gmos> gsflat @flats_λA.dat flatA.fits sat=120000. fl_trim- fl_bias- fl_fixpix-/  
fl_detec+ fl_inter+ order=19
```

Donde A corresponde al valor de la longitud de onda central y el parámetro *sat* varía dependiendo del nivel de saturación del detector.

Uno de los flats generados con esta tarea se muestra en la Figura 3.17.

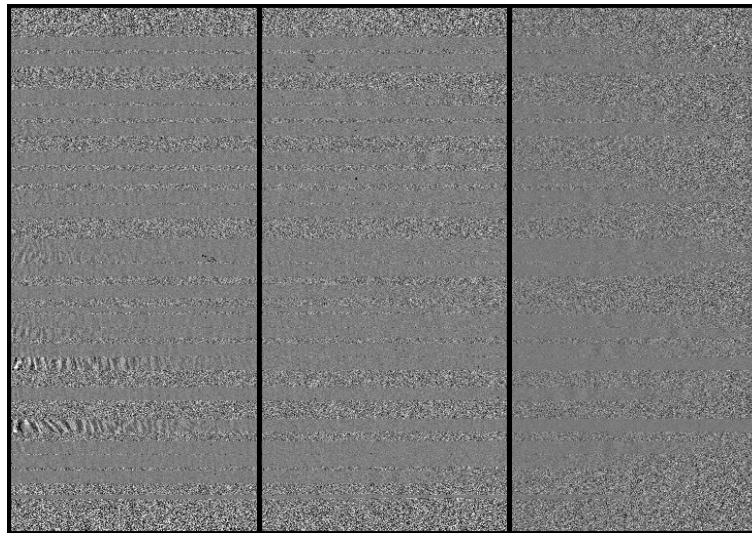


Figura 3.17: *Flat* creado con la tarea GSFLAT para el campo *PKS 0332-403* en  $\lambda_c=490$  nm.

5. Se crearon los mosaicos de las imágenes *ARC* con ayuda de la tarea **GMOSAIC**. Esta tarea genera una imagen *MEF* (*Multi-Extension File*) con la información de las tres extensiones contenida en una única extensión como se explicó en la sección 3.2.1. Este proceso se realizó con la línea de comando:

```
✓gmos> gmosaic imagen_ARC.fits
```

Uno de los mosaicos generados con esta tarea se muestra en la Figura 3.18.

6. Las imágenes *ARC* procesados con GMOSAIC se dividieron entre cada uno de los espectros individuales con ayuda de la tarea **GSCUT**. Esta tarea corta una imagen MOS de GMOS y la transforma en una imagen *MEF* que contiene cada uno de los espectros, representados con una extensión distinta. Los cortes se realizaron a través de la línea de comando:

```
✓gmos> gscut mosaic_ARC.fits outim=salida.fits secfile=salida.sec yoffset=70
```

El parámetro *yoffset* varía dependiendo de la cantidad de píxeles que se debe desplazar una imagen verticalmente, para que los cortes sean exactos sobre las regiones iluminadas. Una de las imágenes resultantes se muestra en la Figura 3.19.

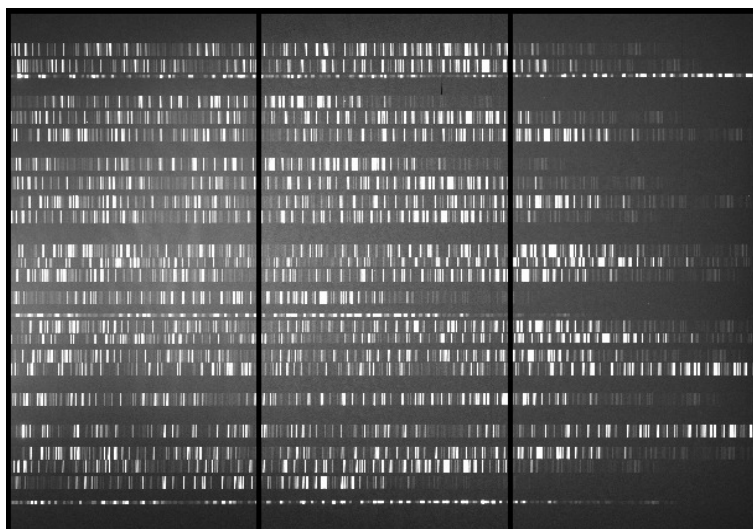


Figura 3.18: Imagen *ARC* generada con la tarea GMOSAIC para el campo *PKS0332-403* en  $\lambda_c=490$  nm.

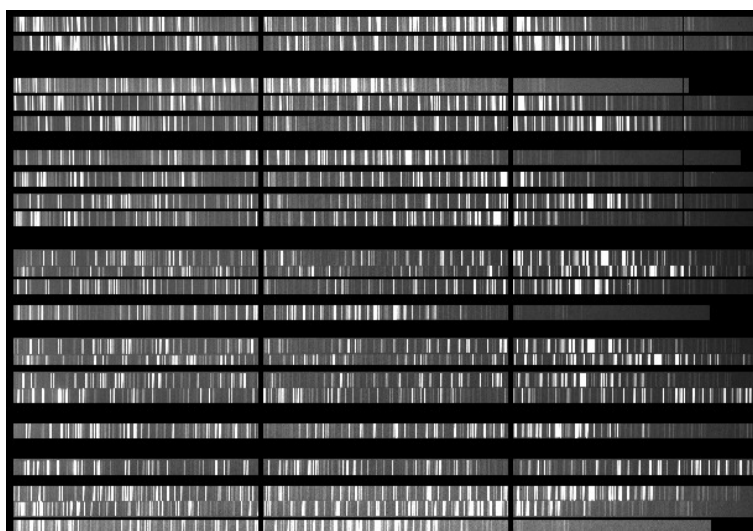


Figura 3.19: Imagen *ARC* dividida con la tarea GSCUT para el campo *PKS0332-403* en  $\lambda_c=490$  nm.

7. Se determinó la calibración en longitud de onda de los espectros de *ciencia* a partir de la información contenida en las imágenes espectroscópicas de las lámparas *ARC* con ayuda de la tarea **GSWAVELENGTH**. Esta tarea establece la calibración individual para cada una de las ranuras de la imagen (interactivamente), generando un archivo denominado **database** que contiene dicha información. Esta calibración se obtuvo a través de la siguiente línea de comando:

```
✓ gmos> gswavelength ARC_cortada.fits fwidth=5.2 gsigma=0.5 cradius=4. step=2/
        low_reject=2.1 high_reject=2.1 fl_inter+
```

Los parámetros de esta tarea varían dependiendo de las características propias de cada imagen.

8. Los flats y los espectros de *ciencia* se corrigieron para eliminar las columnas de píxeles malos con ayuda de la tarea **FIXPIX**. Esta tarea corrige píxeles a partir de una máscara, una imagen o un archivo que contenga esta información, sustituyendo columnas completas (en algunos casos) a través de interpolación lineal, utilizando la información de los píxeles buenos más cercanos. En este caso, para realizar esta corrección, se utilizaron las máscaras construidas en el paso 2, obteniendo resultados como los que se pueden observar en la Figura 3.20.

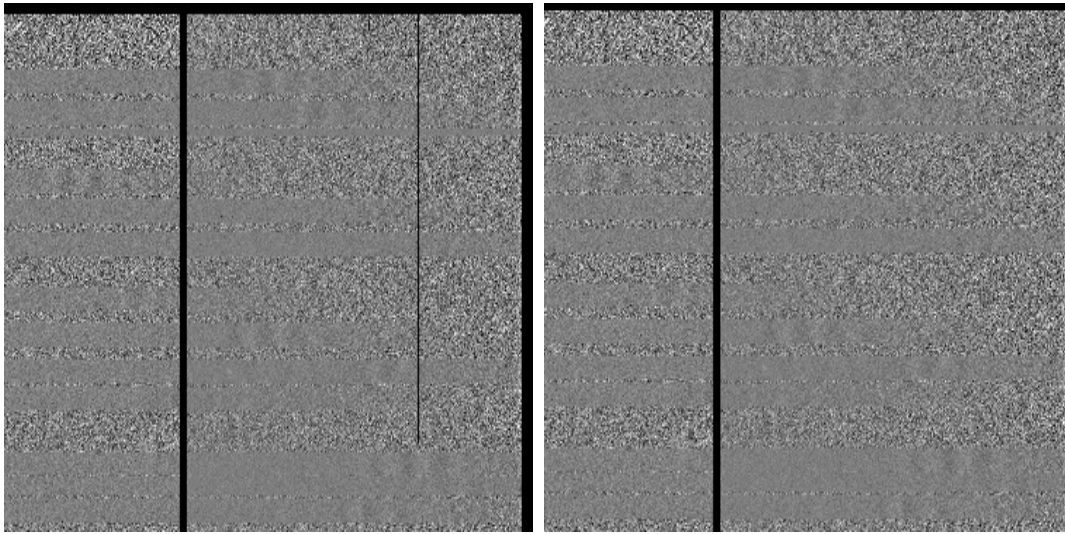


Figura 3.20: Sección superior derecha del *flat* generado para el campo de *PKS 0332-403* (en el filtro  $g'$ ) antes y después de la corrección por píxeles malos (“*badpixels*”). Nótese que la brecha oscura angosta corresponde a la columna mala corregida, mientras que la más ancha corresponde al *gap*.

9. Se realizó la reducción de los espectros de *ciencia*, nuevamente con ayuda de la tarea **GSREDUCE**. En esta oportunidad se utilizó esta tarea para realizar la corrección por *flatfield*, controlando la coincidencia en el valor de longitud de onda central ( $\lambda_c$ ) entre los datos de *ciencia* y los *flats*. Al mismo tiempo se generó el mosaico (*fl\_gmosaic+*) y la interpolación de los *gaps* que se encuentran entre los CCDs (*fl\_fixpix+*). La línea de comando implementada para este paso fue:

```
✓ gmos> gsreduce ciencia_λA.fits fl_trim- fl_bias- fl_gmosaic+ fl_fixpix+ fl_cut-/  
fl_gsappwave- flat=flat_λA.fits bpmfile=gmos$data/chipgaps.dat
```

Una de las imágenes espectroscópicas de *ciencia* resultantes después de realizar esta reducción se muestra en la Figura 3.21.

10. Habiendo reducido los datos de *ciencia*, las imágenes espectroscópicas resultantes se cortaron entre los espectros individuales con ayuda de la tarea **GSCUT**, mediante el mismo proceso del paso 6. Una de las imágenes resultantes luego de realizar los cortes, se presenta en la Figura 3.22.
11. Sobre los espectros de *ciencia*, previamente cortados, fue necesario realizar una limpieza de rayos cósmicos. Esto se hizo siguiendo las indicaciones del Dr. Rodrigo Carrasco quien recomienda la rutina de una tarea extra que no se encuentra



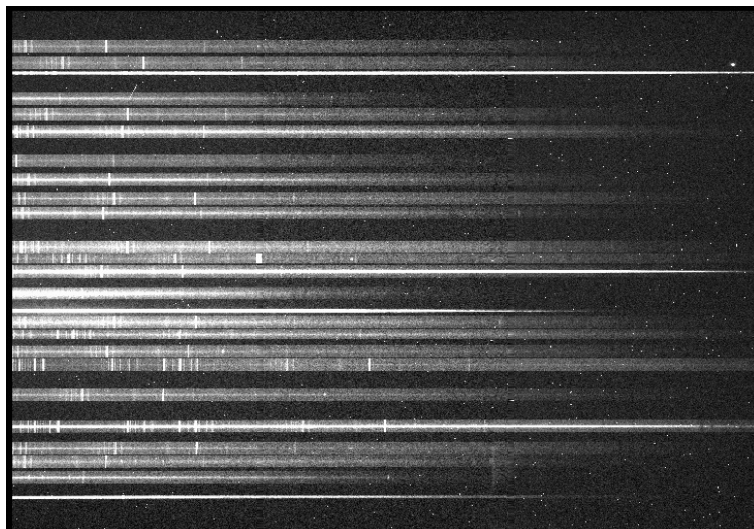


Figura 3.21: Imagen espectroscópica de *ciencia* del campo de *PKS 0332-403* reducida con la tarea GSREDUCE.

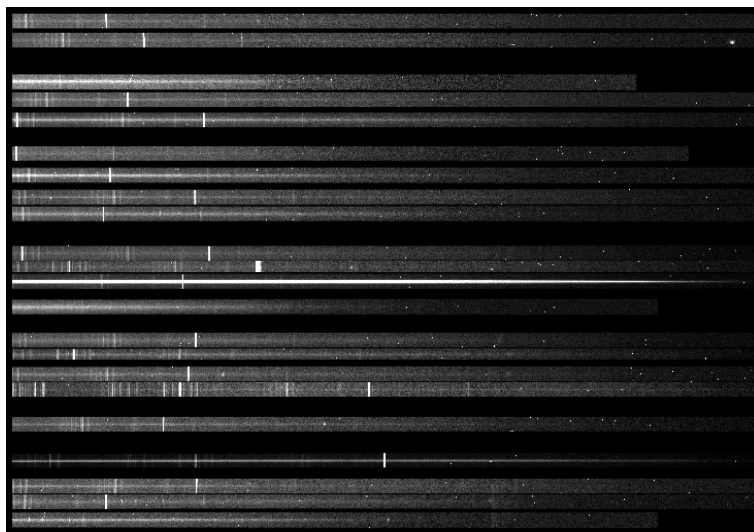


Figura 3.22: Imagen espectroscópica de *ciencia MEF* que contiene todas las extensiones de los espectros individuales cortados por la tarea GSCUT para el campo *PKS 0332-403*.

dentro del paquete de tareas IRAF. Esta tarea se denomina **GSCRSPEC** y su principal función es extraer los rayos cósmicos de los espectros siguiendo la rutina del script *gscrspec.cl* el cual se encuentra publicado en la página web: <http://www.gemini.edu/sciops/data/software/gscrspec.cl>. Este script utiliza la “Identificación de Rayos Cósmicos Laplaciana”, establecida por Pieter G. van Dokkum en su script *lacos\_spec.cl*, el cual también se encuentra disponible en la página web: [http://www.astro.yale.edu/dokkum/lacosmic/lacos\\_spec.cl](http://www.astro.yale.edu/dokkum/lacosmic/lacos_spec.cl).

Si bien en IRAF existe la tarea GSCREJ para realizar dicha limpieza, en este trabajo se optó por seguir la recomendación del Dr. Carrasco, luego de comprobar que la identificación y extracción de rayos cósmicos es más efectiva con **GSCRSPEC**. La línea de comando empleada para esta limpieza, luego de definir las tareas mencionadas anteriormente, fue:



```
✓ gmos> gscrspec imagen_ciencia.fits outimage=ciencia_limpia.fits/
logfile=reduction_log_MOS.log fl_var-
```

Los resultados obtenidos luego de realizar dicha limpieza se pueden visualizar en la Figura 3.23.

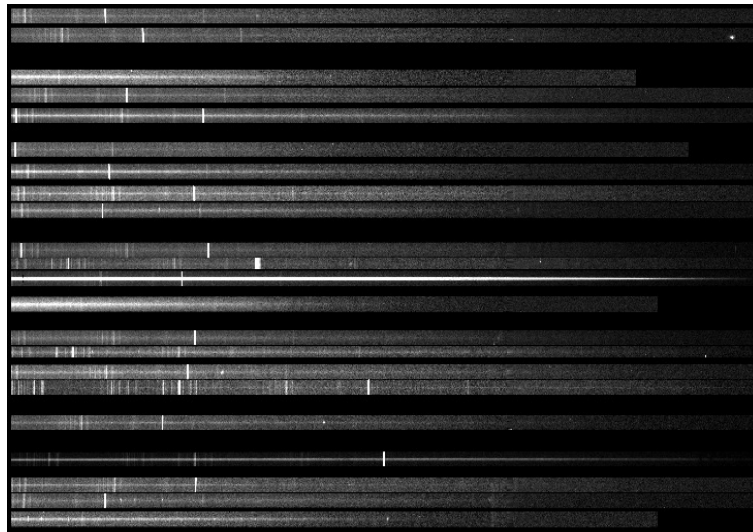


Figura 3.23: Espectros de *ciencia* del campo *PKS 0332-403* corregidos por rayos cósmicos con la tarea GSCRSPEC.

12. Se calibraron los espectros por longitud de onda con ayuda de la tarea **GSTRANSFORM**. Esta tarea rectifica y aplica la calibración por longitud de onda a los espectros GMOS, utilizando la información de la lámpara de calibración (*ARC*) almacenada en el archivo **database** generado por la tarea GSWAVELENGTH. De esta forma, al visualizar los espectros, estos se ven en unidades de cuentas por longitud de onda y no de cuentas por píxel. La transformación se realizó a través de la línea de comando:

```
✓ gmos> gstransform ciencia_limpia_λA.fits wavtraname=ARC_λA fl_vardq-
```

La imagen espectroscópica resultante, luego de correr esta tarea, se visualiza en la Figura 3.24. Allí se puede observar que la orientación de los espectros queda a lo largo de todo el CCD del azul al rojo (en términos de longitud de onda).

13. En el script del Dr. Carrasco se sugiere la extracción simultánea de los espectros a través de la tarea GSEXTRACT. Esta tarea permite realizar la extracción de los mismos en una sola dimensión. Sin embargo, en este trabajo la extracción se realizó de forma individual con ayuda de la tarea **APALL**. Esta tarea genera una función para definir, modificar, trazar y extraer aberturas de espectros bidimensionales. Esto ayuda a mejorar la definición de la traza a partir de la cual se extraen los espectros individuales con el menor parámetro de error. Para la extracción de los espectros con esta tarea, se siguieron los pasos que se listan a continuación:

- a) Se corrió la tarea **APALL** considerando los mismos parámetros establecidos por el Dr. Carrasco para GSEXTRACT, teniendo en cuenta que resultaron ser los más apropiados para la extracción de espectros MOS (ver Figura 3.25).

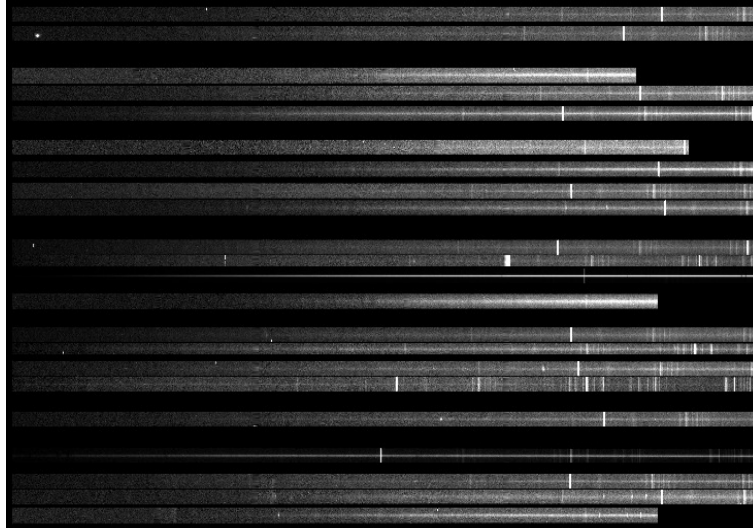


Figura 3.24: Espectros de *ciencia* para el campo *PKS 0332-403* transformados en unidades de cuentas por longitud de onda con la tarea *GSTRANSFORM*.

- b) De la imagen espectroscópica obtenida en el paso 12, se copió la extensión del espectro con mejor relación  $S/N$  a lo largo de todo el CCD en una imagen espectroscópica independiente. En este tesis, para los tres campos estudiados, se copió el espectro de cada blazar (ubicado en el centro de la imagen) en imágenes espectroscópicas individuales.
  - c) Se corrió la tarea *APALL* sobre estas imágenes generando la traza (*trace = yes*).
  - d) Se corrió la tarea *APALL* sobre la imagen espectroscópica de *ciencia*, indicando la extensión a extraer (diferente a la del espectro mejor definido), el nombre de salida y el espectro de referencia (*references*) a partir del cual se definen las aberturas de extracción (ver Figura 3.25). Este último es el espectro del blazar por lo que, en cada uno de los casos, se le pide a la tarea que no trace aberturas (*trace = no*) con el objetivo de que siga sólo la traza del espectro de referencia que, como se dijo anteriormente, es el que presenta la mejor relación  $S/N$ . Esto se debe a que, a diferencia del blazar, la mayoría de galaxias elegidas presentan una baja relación  $S/N$  (sobre todo hacia la región azul), por lo que no es conveniente ajustar la traza con su propio espectro.
14. Este proceso se repite en cada una de las imágenes espectroscópicas de *ciencia* (es decir, para las tres  $\lambda_c$ ) y para cada una de las extensiones (espectros), por lo que resultan tres espectros por objeto.
  15. Finalmente, y luego de extraer los espectros, se sumaron aquellos que correspondían al mismo objeto y que fueron tomados en las diferentes  $\lambda_c$ . Es decir, que para cada objeto elegido dentro de cada campo se sumaron 3 espectros individuales con la intención de eliminar el efecto de los *gaps* y obtener un espectro final con la mejor relación  $S/N$ . Para ello se determinó el intervalo de longitud de onda coincidente para los tres y se realizó la suma con ayuda de la tarea **SARITH**. Esta tarea permite realizar operaciones aritméticas con espectros individuales. La línea de comando empleada para realizar esta acción fue:

```

PACKAGE = specred
TASK = apall

input = imagespec_lambda1.fits[sci,1] List of input images (maxsep = 100000.) Maximum separation between spectra
(output = extimagespec_lambda1.fits) List of output spectra (order = increasing) Order of apertures
(apertur= ) Apertures
(format = onedspec) Extracted spectra format
(referen= blazar_lambda1.fits) List of aperture reference images
(profile= ) List of aperture profile images
(aprecen= ) Apertures for recentering calculation
(npeaks = INDEF) Select brightest peaks
(shift = yes) Use average shift instead of recentering?

# RECENTERING PARAMETERS

(interac= yes) Run task interactively?
(find = yes) Find apertures?
(recente= yes) Recenter apertures?
(resize = yes) Resize apertures?
(edit = yes) Edit apertures?
(trace = no) Trace apertures?
(fittrac= yes) Fit the traced points interactively?
(extract= yes) Extract spectra?
(extras = yes) Extract sky, sigma, etc.?
(review = yes) Review extractions?
(qlimit = ) Lower aperture limit relative to center
(ulimit = INDEF) Upper aperture limit relative to center
(ylevel = 0.1) Fraction of peak or intensity for automatic width
(peak = yes) Is ylevel a fraction of the peak?
(bkg = yes) Subtract background in automatic width?
(r_grow = 0.) Grow limits by this factor
(avglimi= no) Average limits over all apertures?

# RESIZING PARAMETERS

(line = INDEF) Dispersion line
(nsum = 50) Number of dispersion lines to sum or median

# TRACING PARAMETERS

# DEFAULT APERTURE PARAMETERS
(t_nsum = 10) Number of dispersion lines to sum
(t_step = 10) Tracing step
(t_nlost= 3) Number of consecutive times profile is lost before quitting
(legendr= Legendre) Trace fitting function
(t_order= 2) Trace fitting function order
(t_sampl= *) Trace sample regions
(t_naver= 1) Trace average or median
(t_niter= 0) Trace rejection iterations
(t_low_r= 3.) Trace lower rejection sigma
(t_high_r= 3.) Trace upper rejection sigma
(t_grow = 0.) Trace rejection growing radius

# EXTRACTION PARAMETERS

(b_funct= chebyshev) Background function
(b_order= 1) Background function order
(b_sampl= -10;-6;6;10) Background sample regions
(b_naver= -3) Background average or median
(b_niter= 0) Background rejection iterations
(b_low_r= 3.) Background lower rejection sigma
(b_high_r= 3.) Background upper rejection sigma
(b_grow = 0.) Background rejection growing radius
(backgro= none) Background to subtract
(skybox = 1) Box car smoothing length for sky
(weights= none) Extraction weights (nonelvariance)
(pfit = fit1d) Profile fitting type (fit1d/fit2d)
(clean = no) Detect and replace bad pixels?
(saturat= INDEF) Saturation level
(readnoi= 0.) Read out noise sigma (photons)
(gain = 1.) Photon gain (photons/data number)
(isigma = 4.) Lower rejection threshold
(usigma = 4.) Upper rejection threshold
(nsubaps= 1) Number of subapertures per aperture
(mode = ql)

# APERTURE CENTERING PARAMETERS

(width = 5.) Profile centering width
(radius = 10.) Profile centering radius
(thresho= 0.) Detection threshold for profile centering

# AUTOMATIC FINDING AND ORDERING PARAMETERS

nfind = 1 Number of apertures to be found automatically
(minsep = 5.) Minimum separation between spectra

```

Figura 3.25: Lista de parámetros establecidos para la tarea APALL.

✓ gmos> sarith final-obj1- $\lambda_{cA}$ .fits final-obj1- $\lambda_{cB}$ .fits w1=  $\lambda_1$  w2= $\lambda_2$ /  
format="multispec"

Los parámetros w1 y w2 hacen referencia a los límites de longitud de onda (inicial y final) del rango cubierto por los tres espectros de forma coincidente.

En las Figuras 3.26 y 3.27 se muestra un caso particular del resultado del proceso de reducción y extracción de espectros MOS. Allí se puede observar una de las imágenes espectroscópicas individuales obtenida luego de correr la tarea GSCUT para el objeto #3 del campo de *PKS 0332-403* (ver Figura 3.26). Su espectro en  $\lambda_c = 480$  nm calibrado en longitud de onda con GSTRANSFORM y extraído con la tarea APALL, y su espectro sumado en las tres longitudes de onda centrales ( $\lambda_c$ ) obtenido con la tarea SARITH (ver Figura 3.27).

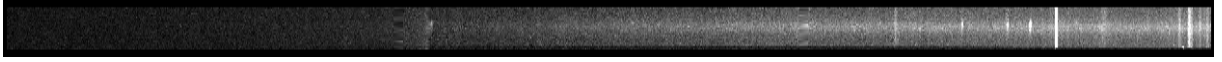


Figura 3.26: Imagen espectroscópica del objeto #3 del campo de *PKS 0332-403*.

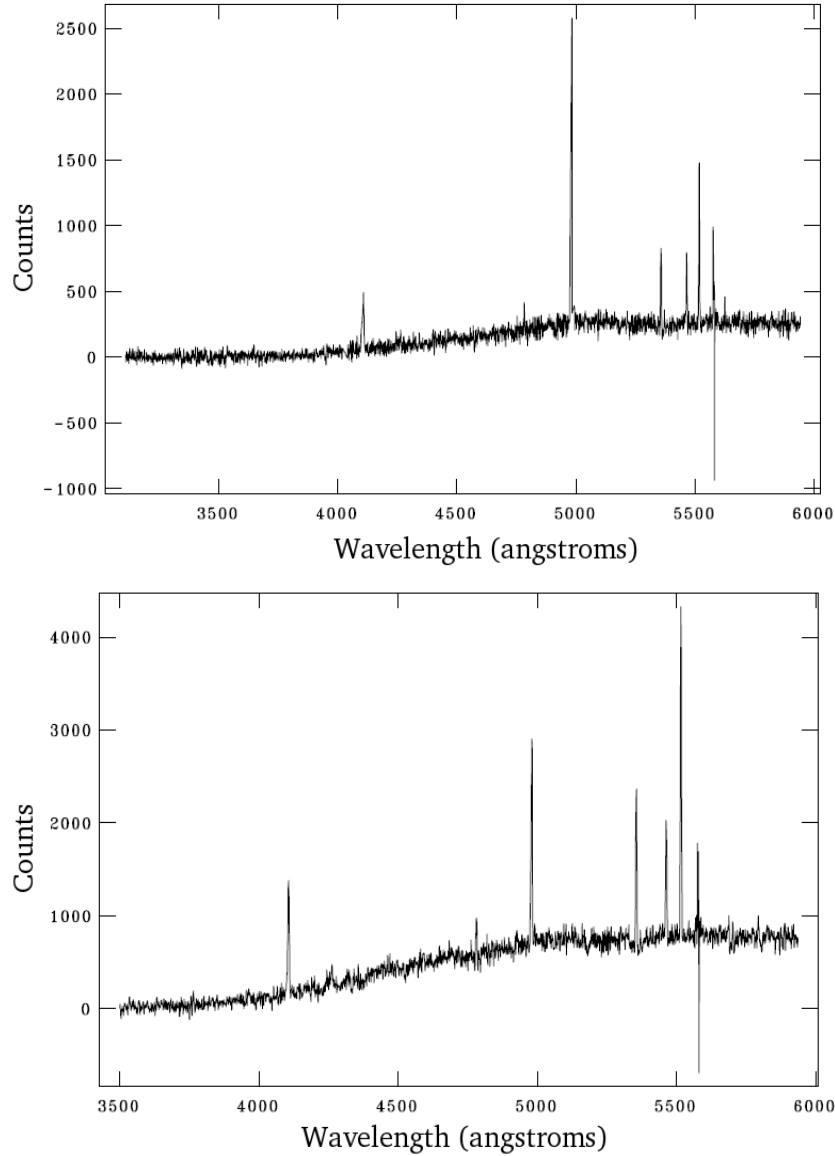


Figura 3.27: Espectros para el objeto #3 del campo de *PKS 0332-403*. *Panel superior*: espectro individual en  $\lambda_c=480$  nm. *Panel Inferior*: espectro resultante de la suma de los espectros individuales tomados en las tres  $\lambda_c$ .

En varios de estos espectros se observa la presencia de líneas de emisión típicas como  $H\gamma$ , [O II] ( $3727\text{\AA}$ ),  $H\beta$ , [O III] ( $4959\text{\AA}$ ) y [O III] ( $5007\text{\AA}$ ), y de absorción como Ca II. Sin embargo, en algunos casos la señal no es superior al nivel del ruido por lo que se dificulta la detección de características propias de cada objeto, y en otros, la presencia de residuos de líneas de cielo que no fueron restados al 100 % en el momento de la extracción y algunos rayos cósmicos que no fueron eliminados por GSCRSPEC, tienden a dificultar el análisis visual.

### 3.2.2.2. Reducción de Datos MOS+*Nod* & *Shuffle*: Red *R400*

Este modo de observación se diferencia del modo MOS clásico, al adoptar una técnica específica que permite realizar espectroscopía desde el óptico hasta el infrarrojo cercano. Esta técnica se caracteriza por coleccionar la señal del cielo de forma independiente, pero con los mismos píxeles usados para observar los objetos de ciencia, lo que permite realizar una mejor sustracción de esta componente. Esta sustracción se puede llevar a cabo gracias a que el telescopio realiza un movimiento frecuente entre la posición del objeto y la posición del cielo, mientras las cargas generadas en los píxeles del CCD se transportan de la región de ciencia a una región de almacenamiento (región oscura).

Un espectro de ciencia crudo tomado en este modo, contiene dos espectros obtenidos (casi simultáneamente) a través de cada ranura establecida en la máscara diseñada para la observación. Aunque estos espectros se almacenan en diferentes regiones del CCD, se obtienen con exactamente los mismos píxeles a través de trayectorias ópticas idénticas. Es por eso que efectos como la *respuesta pixel a pixel*, el *fringing*, las *irregularidades de cada ranura* y las *variaciones temporales*, son cancelados cuando se resta el espectro del cielo al espectro del objeto. Adicionalmente, los errores sistemáticos asociados a la resta de líneas brillantes de cielo son mejorados en un factor de 10, especialmente en la región roja ( $6000\text{\AA}$ - $10000\text{\AA}$ ), donde dichos errores dominan sobre el conteo de fotones o el ruido de lectura debido a la gran cantidad e intensidad de las líneas de cielo.

Existen dos opciones de *shuffling* (transporte de cargas) en este modo de observación: *band-shuffling* y *micro-shuffling* (ver Figura 3.28). La diferencia entre los dos radica en la selección de las regiones donde van a ser descargados los datos tanto de ciencia como de cielo (regiones no iluminadas del CCD). En el primer caso se reservan regiones completas del CCD destinadas tanto para observar como para descargar los datos de varios objetos o ranuras a la vez y, en el segundo, las regiones se establecen por ranura, es decir, que cada objeto tiene su región de descarga, tanto de cielo como de ciencia, y además que todas las ranuras tienen el mismo tamaño.

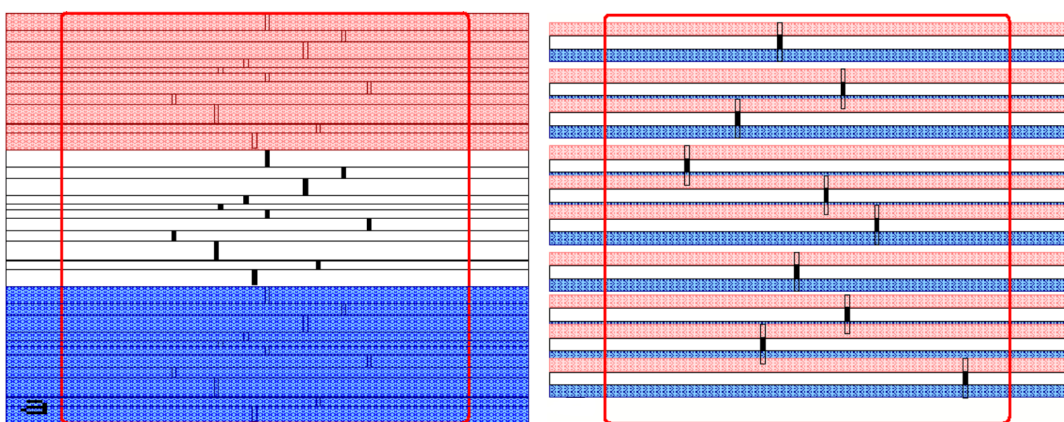


Figura 3.28: Opciones de *shuffling* para observaciones en N&S. *Izquierda*: band Shuffling, *Derecha*: micro shuffling. La región blanca representa la sección del CCD usada para coleccionar los datos, la región roja para descargar datos de ciencia y la región azul para descargar datos de cielo.

Los datos obtenidos en modo *MOS+N&S* para esta tesis, fueron tomados utilizando *micro-shuffling*. En esta opción del instrumento, el objeto se ubica en un extremo de la ranura (no en la parte central como comúnmente se hace), de forma tal que cuando se realiza el movimiento para observar el cielo, la ranura se traslada sin dejar de tener en cuenta el objeto, simplemente éste cambia de extremo. Teniendo en cuenta esto, en el momento de observar el cielo se realiza una segunda observación del objeto, por lo que en los datos de ciencia, resultan dos espectros por objeto: positivo y negativo<sup>3</sup>.

Los datos espectroscópicos obtenidos en esta configuración del instrumento son diferentes de los datos generados en la espectroscopía MOS clásica, en consecuencia, la reducción de los datos es distinta. Teniendo en cuenta que *Nod & Shuffle* no es un modo de observación solicitado por los usuarios de Gemini de forma frecuente, las guías de reducción, los scripts y las recomendaciones no se encuentran publicadas de forma detallada en la web, por lo que en la mayoría de los casos, este proceso se realiza según las necesidades científicas del astrónomo. En este trabajo la reducción se realizó en base a scripts e indicaciones proporcionadas por el Dr. Germán Gimeno (científico encargado de GMOS-S en La Serena-Chile), especialista en la reducción y el análisis de este tipo de datos.

La reducción realizada tiene en cuenta los espectros de *ciencia*, los espectros *ARC* (imágenes espectroscópicas de lámparas de Cobre y Argón destinadas a la calibración en longitud de onda), los *flats* (imágenes espectroscópicas de campo plano tomadas de una lámpara de cátodo hueco, flatfield), la *máscara* de observación (con la configuración establecida para este modo de observación) y los *dark* (imágenes tomadas con el obturador cerrado y con un tiempo de exposición equivalente al de las imágenes de ciencia, para registrar la señal producida por la electrónica del instrumento, lo que comúnmente se conoce como *corriente de oscuridad*).

Al igual que en la configuración MOS, los datos de *ciencia*, *flat* y *ARC* de *MOS+N&S* conservan la misma estructura (en posición y número) de las regiones iluminadas del CCD (ver Figura 3.29).

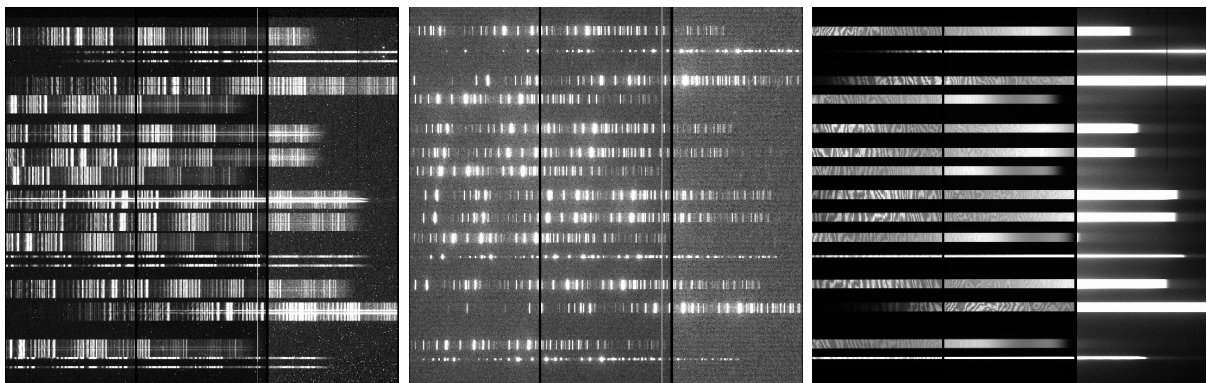


Figura 3.29: Datos espectroscópicos de *ciencia*, *ARC* y *flat* (de izquierda a derecha, respectivamente) tomados a  $\lambda_c = 780\text{ nm}$  para el campo de *PKS 0332-403*.

<sup>3</sup>Para mayor detalle ver: <https://www.gemini.edu/sciops/instruments/gmos/nod-and-shuffle>

En este proceso de reducción se debe tener en cuenta que el valor del *NODPIX* en las tres imágenes debe ser el mismo, incluso debe aparecer (o ser agregado) en el *header* de las imágenes *dark*. Este *keyword* hace referencia al *nodding* solicitado en el turno de observación. El *nodding* es el parámetro que define la dirección y la distancia (en píxeles) que tendrá en cuenta el telescopio para desplazarse entre la posición del objeto y la posición del cielo. En teoría, no hay restricciones para el tamaño de este parámetro; sin embargo, hay que tener en cuenta algunos factores al momento de definirlo, como la cantidad de objetos que se van a seleccionar dentro del campo y la distancia entre los mismos.

Los datos de *ciencia* obtenidos en esta configuración se solicitaron con un *nodding* de 6 arcsec a lo largo de la ranura, por lo que presentan el valor de *NODPIX* que se muestra en la Tabla 3.4.

CAMPO	NODPIX (pix.)
<b>3C 66A</b>	1536
<b>PG 1553+113</b>	110
<b>PKS 0332-403</b>	112

Tabla 3.4: Parámetro de *nodpix* para cada turno de observación.

A continuación se realiza una breve descripción del procedimiento seguido para la reducción de estos datos. En esta ocasión no se detallan las acciones realizadas por cada tarea, teniendo en cuenta que estas fueron especificadas en la sección 3.2.2.1, por lo que solo se puntualizan las tareas propias de *N&S*.

1. Se tuvieron en cuenta los *bias* combinados y las máscaras de píxeles malos generadas por **GBIAS** y **MKIMAGE** en el proceso de reducción de los datos obtenido en modo MOS, ya que su función no depende de la configuración del modo de observación.
2. Se generaron los *dark* para cada campo a través de la tarea **GNSDARK**. Esta tarea procesa y combina imágenes *dark* destinadas a la reducción de datos *N&S* teniendo en cuenta las filas de píxeles comprometidas en el movimiento de telescopio, por lo que es necesario que en el *header* de estas imágenes aparezcan los *keyword*: *NODPIX* y *NODCOUNT*. Este último hace referencia al número de *ciclos* establecido en cada turno de observación. Para esta tesis las imágenes *dark* fueron generadas con la siguiente línea de comando:

```
✓gmos> gnsdark @lista-imagenes-dark.dat
```

En la Figura 3.30 se visualizan los *darks* combinados para cada campo.

3. Se realizó la reducción de las imágenes espectroscópicas *ARC* con ayuda de la tarea **GSREDUCE**. Aquí se restó el *overscan* (*fl\_over+*), se generó el mosaico (*fl\_gmosaic+*), se interpolaron los *gaps* que se encuentran entre los CCDs (*fl\_fixpix+*) y se realizaron los cortes de cada uno de los espectros (*fl\_cut+*). En la Figura 3.31 se muestra el resultado de correr esta tarea sobre una imagen *ARC*.
4. Se estableció la calibración en longitud de onda para cada ranura con la tarea **GSWAVELENGTH**.

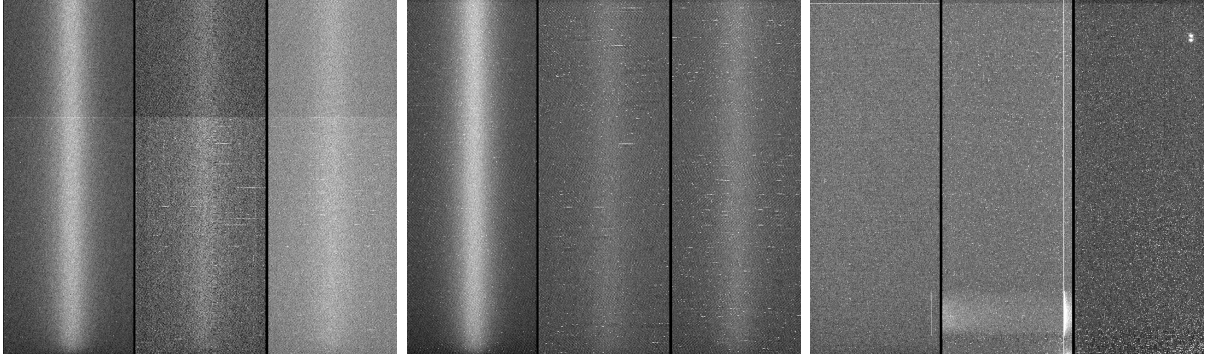


Figura 3.30: *Darks* combinados para: *3C 66A*, *PG 1553+113* y *PKS 0332-403*, de izquierda a derecha, respectivamente.

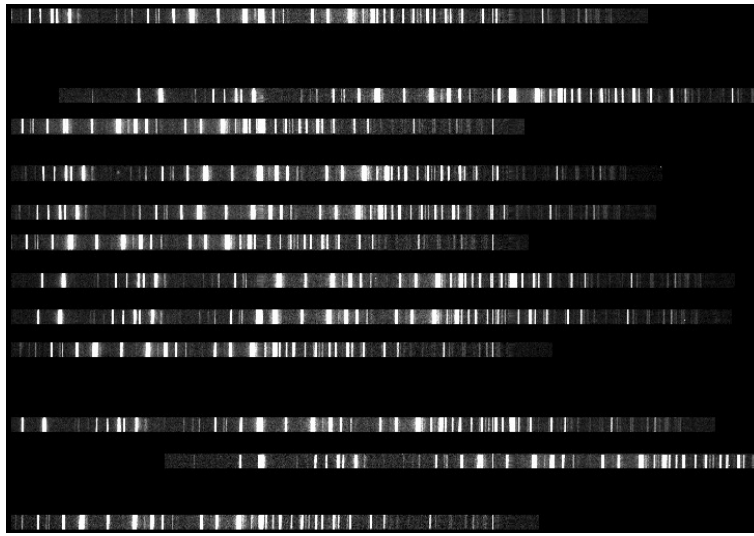


Figura 3.31: Imagen espectroscópica *ARC* en  $\lambda_c=780$  nm para el campo de *PKS 0332-403*, reducida con **GSREDUCE**.

5. Se realizó una pre-reducción de los espectros de *ciencia* con **GSREDUCE**. Esta tarea se corrió dos veces: la primera de forma general para restar el *overscan* (*fl\_over+*), el *bias* (*fl\_bias+*) y el *dark* (*fl\_dark+*), y la segunda de forma individual para corregir por *flatfield* teniendo en cuenta el *flat* coincidente con la longitud de onda central ( $\lambda_c$ ) de los datos de *ciencia*. Una de las imágenes resultantes luego de realizar esta pre-reducción se muestra en la Figura 3.32. Nótese la gran cantidad e intensidad de las líneas de cielo.
6. Sobre los espectros pre-reducidos se realizó una limpieza de rayos cósmicos a través de la misma rutina empleada para la limpieza de espectros MOS. En este proceso se confirma, una vez más, que la extracción de rayos cósmicos es más eficiente con **GSCRSPEC**, por lo que se tiene en cuenta el *script* mencionado en la sección 3.2.2.1 para realizar esta limpieza. En la Figura 3.33 se muestra una imagen espectroscópica de *ciencia* limpia de rayos cósmicos.



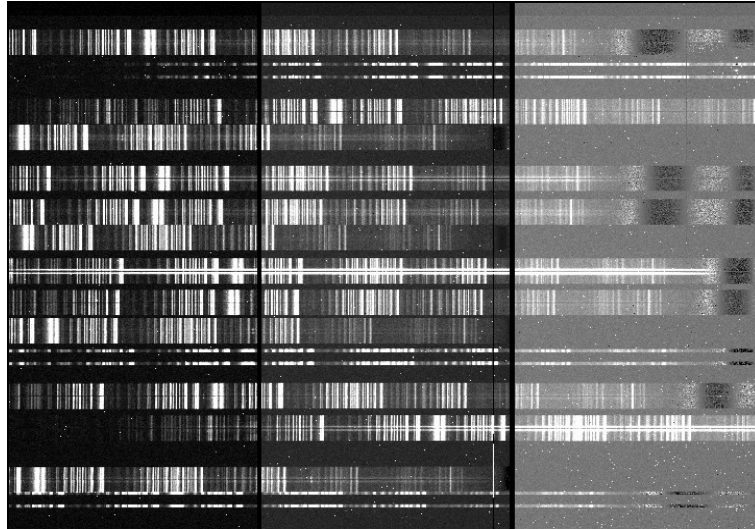


Figura 3.32: Espectros de *ciencia* en  $\lambda_c=780$  nm para el campo de *PKS 0332-403*, reducidos con GSREDUCE.

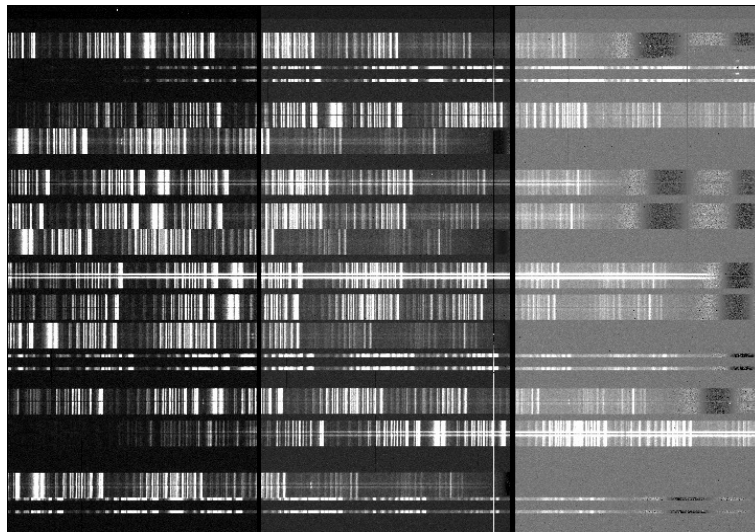


Figura 3.33: Espectros de *ciencia* en  $\lambda_c=780$  nm para el campo de *PKS 0332-403*, corregidos por rayos cósmicos con GSCRSPEC.

7. Sobre estos espectros se realizó la sustracción de cielo con la tarea **GNSSKYSUB**. Esta tarea toma cada imagen espectroscópica *N&S* y le resta una imagen igual pero desplazada el valor de *NODPIX*, es decir, realiza una auto-sustracción. En consecuencia, la imagen de salida contiene tres bandas espectrales por objeto correspondientes a: el espectro positivo del cielo (sección de la imagen con el espectro de cielo original), el espectro positivo y negativo del objeto (sección que contiene los espectros del objeto con el cielo restado) y el espectro del cielo negativo (sección neutra de la imagen con el espectro de cielo restado). La sustracción se realizó a través de la línea de comando:

```
✓ gmos> gnsskysub imag-espec-limpia.fits outimag=salida.fits fl_fixnc+
```

Una de las imágenes espectroscópicas resultantes se muestra en la Figura 3.34.

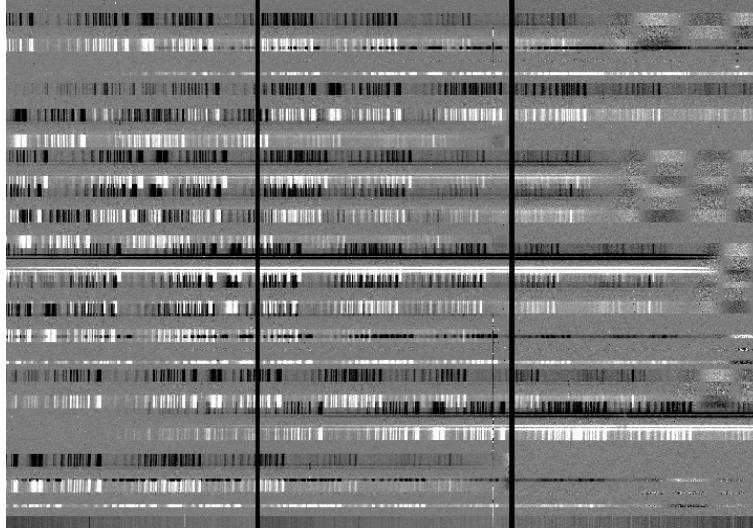


Figura 3.34: Espectros de *ciencia*, en  $\lambda_c=780\text{nm}$ , para el campo de *PKS 0332-403* con el cielo sustraído por GNSSKYSUB.

8. Se realizó el corte respectivo de cada espectro de *ciencia* mediante la tarea **GSCUT**. Esta tarea tuvo que ser corrida en varias oportunidades (a modo de prueba) debido a que los cortes de algunos espectros se encontraban desfasados entre 2 y 10 píxeles, por lo que no se pudo realizar la corrección de este desfase modificando el parámetro interno *yoffset*. Este rango de desfase resulta ser muy grande, considerando que los espectros (positivo y negativo) de cada objeto se encuentran en los extremos de la región de *ciencia*, por lo que los cortes incorrectos eliminan parte de la señal. Para corregir este desfase fue necesario crear una imagen de referencia donde se especificó la posición (inicial y final) exacta de cada una de las regiones a cortar. Esto se logró modificando la tabla que contiene la posición de las ranuras (y toda la información de la máscara generada para cada observación), presente en cualquier imagen espectral de la observación, editando los parámetros *SECY1* y *SECY2* (punto inicial y final de corte). Con dicha imagen de referencia se realizó la corrida de GSCUT a partir de la siguiente línea de comando:

```
✓ gmos> gscut entrada.fits outim=salida.fits secfile=salida.sec refimag=imag-ref.fits
```

Una de las imágenes obtenidas se observa en la Figura 3.35.

9. Se calibraron los espectros en longitud de onda con **GSTRANSFORM** a partir de la información contenida en el directorio **database** generado por GSWAVELENGTH. Como se dijo anteriormente, esta tarea permite visualizar los espectros en unidades de cuentas por longitud de onda.
10. En los casos donde se realizaron varias exposiciones por longitud de onda central, se realizó una combinación con la tarea **GEMCOMBINE**. Esta tarea combina imágenes *MEF* (extensión por extensión) utilizando IMCOMBINE. La imagen de salida es una imagen espectroscópica *MEF* con extensiones combinadas que llevan la misma numeración de las imágenes originales. La combinación se realizó con la siguiente línea de comando:

```
✓ gmos> gemcombine @lista $\lambda_{cA}$ .dat salida_ $\lambda_{cA}$ -comb.fits logfile="gemcombine"
```



Figura 3.35: Espectros de *ciencia* en  $\lambda_c=780$  nm para el campo de *PKS 0332-403* cortados por GSCUT.

11. Para extraer los espectros individuales hay que tener en cuenta que la tarea encargada de esta función va a extraer únicamente el que esté en la parte inferior de las regiones de ciencia, es decir, el espectro positivo (línea blanca, ver Figura 3.35). Sin embargo, como se dijo anteriormente, las observaciones hechas en este modo permiten obtener dos espectros por cada objeto seleccionado dentro del campo (espectro positivo y negativo), por lo que es necesario extraerlos y sumarlos para aprovechar la mayor cantidad de señal colectada. Para extraer el espectro negativo (línea negra, ver Figura 3.35) es necesario invertir las regiones espectrales. Esto se realizó multiplicando la imagen original por  $-1$  con la tarea **GEMARITH**. Esta tarea realiza operaciones aritméticas de imágenes en forma binaria. La línea de comando empleada para esta acción fue:

```
✓ gmos> gemarith imag-espec.fits * -1 imag-invert.fits verbose=yes lastout=""
```

En la Figura 3.36 se muestra una de las imágenes espectroscópicas invertidas.

12. Para realizar la extracción de los espectros (normal e invertido), se siguió la misma rutina expuesta para el modo MOS clásico, a través de la tarea **APALL**, utilizando la imagen espectral del blazar (región central: normal e invertida) como imagen de referencia para definir la traza en las extracciones. En la Figura 3.37 se muestran los dos espectros extraídos (normal e invertido) para el objeto #3 del campo de *PKS 0332-403* observado con la red de difracción *R400*.
13. Por cada longitud de onda central se sumaron los dos espectros extraídos, normal e invertido (positivo y negativo), con la tarea **SCOMBINE**. Esta tarea realiza una combinación promedio de espectros mediante su interpolación. La línea de comando empleada para realizar la combinación fue:

```
✓ gmos> scombine spec-obj1- $\lambda_{c_A}$ .fits, spec-invert-obj1- $\lambda_{c_A}$ .fits final-obj1- $\lambda_{c_A}$ .fits/  
combine=average
```

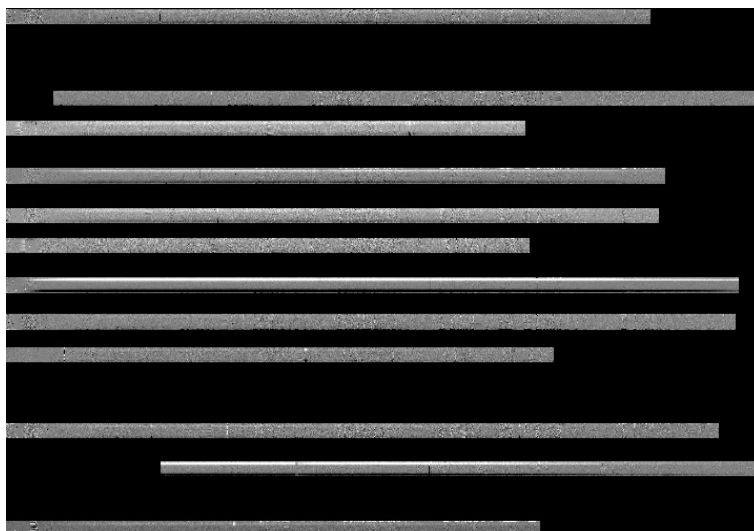


Figura 3.36: Imagen espectroscópica de *ciencia* en  $\lambda_c=780$  nm para el campo de *PKS 0332-403* invertida por GEMARITH.

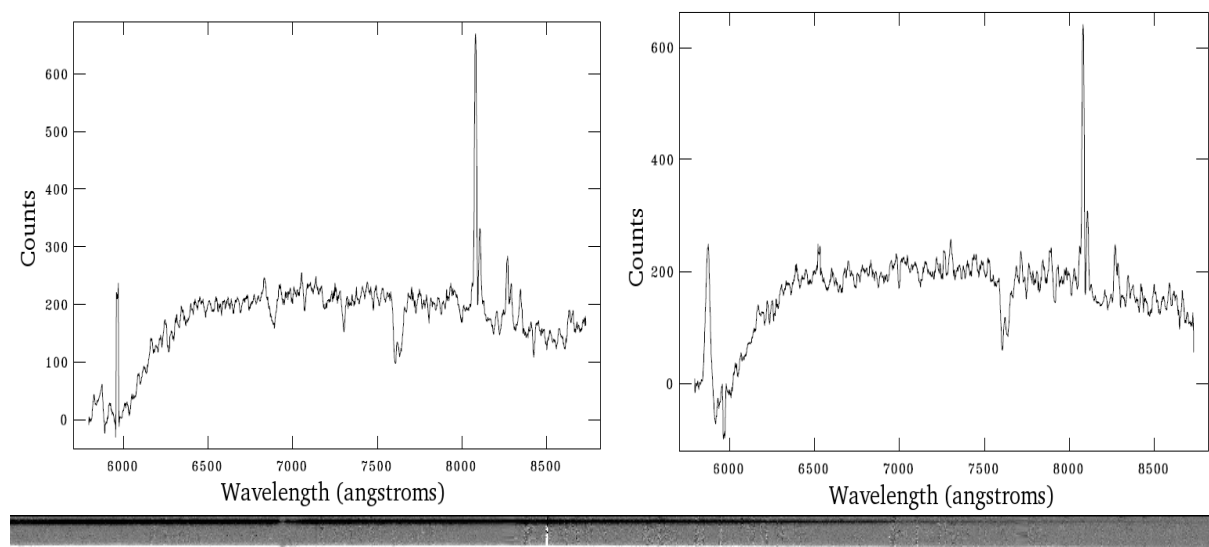


Figura 3.37: Espectros del objeto #3 del campo de *PKS 0332-403* en  $\lambda_c=780$  nm. *Panel Izquierdo*: espectro normal extraído. *Panel Derecho*: espectro invertido extraído. *Panel Inferior*: imagen espectroscópica de los dos espectros.

14. Los espectros finales, obtenidos en cada una de las tres longitudes de onda central, fueron sumados con la tarea **SARITH**. La línea de comando empleada fue:

```
✓ gmos> sarith final-obj1- $\lambda_{cA}$ .fits final-obj1- $\lambda_{cB}$ .fits w1=  $\lambda_1$  w2= $\lambda_2$ /
format="multispec"
```

Los parámetros  $w1$  y  $w2$  hacen referencia a los límites de longitud de onda (inicial y final) del rango cubierto por los espectros. El rango espectral elegido debe coincidir para los tres espectros a combinar.

En la Figura 3.38 se muestra uno de los espectros obtenido al final de este proceso de reducción. Nótese la efectividad en la sustracción de líneas de cielo en el rango espectral observado.

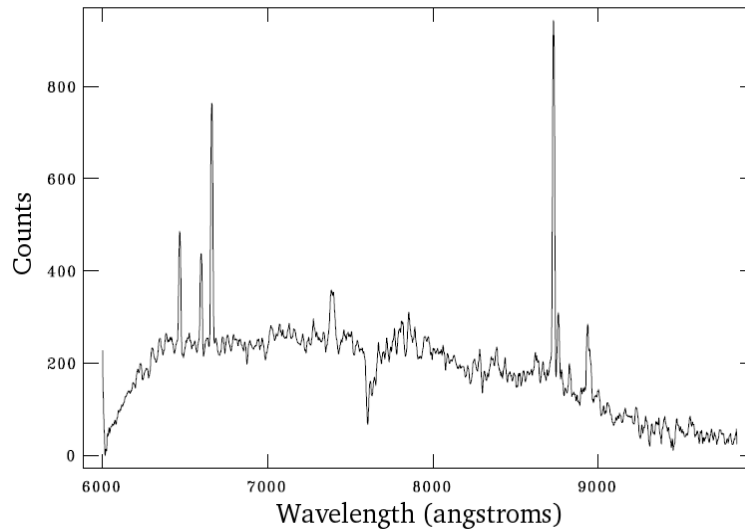


Figura 3.38: Espectro final (*N&S*) para el objeto #3 del campo de *PKS 0332-403*.

**NOTA:** Teniendo en cuenta el objetivo principal de esta tesis, no fue necesario calibrar por flujo los espectros obtenidos luego del proceso de reducción.

En el proceso de extracción de los espectros tomados en el modo MOS+N&S se presentaron algunas dificultades relacionadas con la superposición de señales debida a la cercanía de los objetos seleccionados dentro de cada campo. Este factor, junto con un error en el ajuste del parámetro *NODPIX* en el turno de observación de *3C 66A*, trajo como consecuencia la pérdida de algunos espectros. Por lo cual, se obtuvieron los siguientes datos espectroscópicos en cada caso:

- *3C 66A*: Objetos #5, #6, #7 y #8.
- *PG 1553+113*: Todos los objetos excepto el #11.
- *PKS 0332-403*: Todos los objetos.

Considerando el modo de observación para la obtención de estos espectros y el rango de longitud de onda cubierto, es típico observar líneas de emisión como  $H\beta$ ,  $[O III]$  (4959Å),  $[O III]$  (5007Å),  $[N II]$  (6548Å),  $[N II]$  (6584Å),  $[S II]$  (6716Å),  $[S II]$  (6731Å),  $H\alpha$  y de absorción como:  $MgI$  (5175.36 Å),  $Ca+Fe$  (5269Å),  $Na$  (5892.5Å) y  $H\alpha$ . Sin embargo, en este rango espectral la señal es débil con respecto al nivel de ruido, lo que sumado a la gran cantidad de absorciones telúricas detectadas, dificulta la identificación de características espectrales propias de cada objeto, por lo cual, al igual que para los espectros obtenidos en el modo clásico, se requiere de un estudio minucioso si se pretende determinar el corrimiento al rojo de cada fuente seleccionada. Es por eso que en el capítulo 4 se realiza un análisis detallado de los datos obtenidos en cada uno de los procesos de reducción desarrollados.



## Análisis de Datos

Los métodos utilizados para el análisis de los datos obtenidos luego del proceso de reducción, se desarrollan con el objetivo de extraer información apropiada que permita caracterizar tanto los objetos que pertenecen a la muestra como los que se encuentran en sus entornos cercanos. Es por eso que, a continuación, se detalla la fotometría realizada sobre las imágenes finales obtenidas en cada filtro y el análisis de los espectros extraídos para la submuestra de objetos seleccionados en cada campo.

### 4.1. Fotometría

La fotometría de las imágenes finales se realizó con el objetivo de obtener las magnitudes y colores de cada una de las galaxias presentes en los campos, considerando que dichas imágenes tienen características distintas relacionadas con las condiciones presentes en el momento de la observación.

Para medir la magnitud de estas fuentes, se debe tener en cuenta que el flujo de energía proveniente de las mismas y registrado en el CCD en el momento de la observación, es el resultado de sumar tanto los fotones provenientes de cada objeto como los aportados por el “*brillo del cielo*”. De esta manera la magnitud de cualquier objeto, será el resultado de restar a la energía total medida en su posición, la energía correspondiente al *brillo del cielo*. Este último, no se puede determinar de forma directa por lo que es necesario implementar programas específicos que permitan aproximar dicha cantidad, midiéndola en una región cercana a la posición del objeto. En esta tesis el programa implementado para realizar la fotometría de los campos es SEXTRACTOR.

#### 4.1.1. Detección de Fuentes y Fotometría con SEXTRACTOR

SEXTRACTOR es un programa diseñado para realizar la fotometría tanto de datos de relevamientos de galaxias a gran escala, como de campos donde hay superposiciones densas de estrellas (Bertin & Arnouts, 1996). Este programa crea catálogos de todas las fuentes detectadas en una imagen astronómica, siendo capaz de separar los objetos “reales” de los “defectos” (tales como picos de ruido, rayos cósmicos, píxeles malos, etc.), al reconocer como objetos sólo aquellas detecciones que cumplen las siguientes condiciones:

1. Los objetos detectados deben contener píxeles con valores que superen cierto valor umbral sobre el nivel del cielo (parámetro DETECT\_THRESH dentro del programa). En este trabajo el nivel de corte adoptado fue de  $3\sigma_c$  (donde  $\sigma_c$  es una medida de la desviación estándar de dicha medida del cielo).
2. El número de píxeles “interconectados” que cumplen con la condición anterior deberá ser superior a un valor mínimo que se fija a través del parámetro DETECT\_MINAREA. Este parámetro evita la identificación de píxeles individuales o picos de ruido. Para este trabajo se tuvo en cuenta un valor de 5 píxeles.

SEXTRACTOR estima a partir de la propia imagen un mapa de ruido que utiliza para la detección de fuentes. La generación y características de dicho mapa es controlada con el parámetro WEIGHT\_TYPE.

Este software tiene la capacidad de separar objetos que presentan algún tipo de superposición o *blending*, realizando cortes sobre cada objeto en cierto número de niveles isofotales entre el umbral de detección y el valor del pico. Esta acción es controlada a través del parámetro DEBLEND\_NTHRESH para el cual se adopta un valor de 64, teniendo en cuenta que, luego de múltiples pruebas sobre las imágenes analizadas, proporciona una mayor eficiencia en el proceso de detección y separación de fuentes superpuestas (sin realizar una sobreestimación).

No está de más mencionar que SEXTRACTOR tiene en cuenta parámetros como el nivel de saturación del CCD (SATUR\_LEVEL, equivalente a 150000 para GMOS-N y 130000 para GMOS-S), el punto de cero de las magnitudes (MAG\_ZEROPOINT), la escala y la ganancia del detector (en  $e^-/ADU$ ), el *seeing* en el momento de la observación, entre otros, que son necesarios dentro del “*archivo de parámetros*” del programa, para realizar la detección de fuentes según las características de las imágenes que se están analizando. Para esta tesis los valores de estos parámetros se determinaron luego de realizar múltiples pruebas con SEXTRACTOR sobre las imágenes de *ciencia*, a partir de las cuales se establece que la combinación de los valores mencionados anteriormente junto con los que aparecen en su *header*, son los más apropiados para realizar una fotometría óptima. En la Figura 4.1 se muestra la detección realizada por este programa en la sección central del campo de *3C 66A*.

Al correr SEXTRACTOR sobre las imágenes de *ciencia*, el programa genera un archivo de salida (“*catálogo*”) que contiene los datos solicitados en un archivo de entrada. Este último controla el tipo y la cantidad de información que se desea visualizar en cada catálogo generado. Para el estudio realizado en esta tesis, se le solicita al programa la siguiente información por cada objeto detectado dentro de cada imagen y para cada filtro:

- El número de identificación (ID).
- La magnitud instrumental (MAG\_AUTO).
- El error de la magnitud (MAGERR\_AUTO).
- Las coordenadas dentro de la imagen (X\_IMAGE, Y\_IMAGE).
- La calidad de cada detección (FLAGS).



- El *índice de estelaridad* (CLASS\_STAR).

Este último parámetro cuantifica el perfil de brillo de cada objeto, para el que SEXTRACTOR asigna valores entre 0 y 1 a cada detección, correspondiendo 0 a objetos extendidos (galaxias) y 1 a objetos puntuales (estrellas), es decir, bien representados por la *PSF* (*Point Spread Function*).

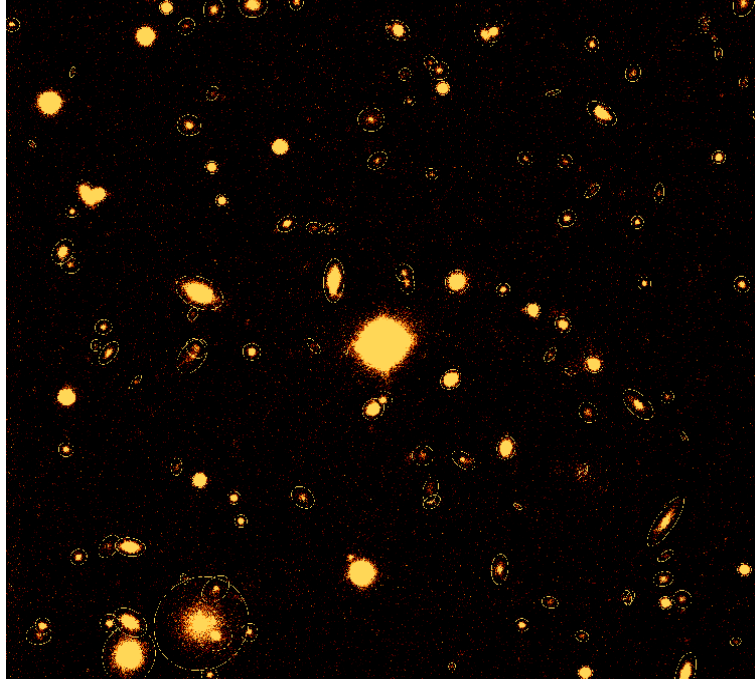


Figura 4.1: Objetos detectados por SEXTRACTOR dentro de una sección del campo de 3C 66A

Los parámetros utilizados para la corrida de SEXTRACTOR sobre cada imagen se muestran en la Tabla 4.1.

BL Lac	FILTRO	MAG <sub>ZP</sub>	GAIN (e <sup>-</sup> /ADUS)	SEEING (arcsec)	PIXSCALE (arcsec/pix)
<b>3C 66A</b>	<i>g'</i>	27.83	11	0.79	0.0727
	<i>i'</i>	28.17	13	0.58	0.0727
<b>PG 1553+113</b>	<i>g'</i>	27.83	10	0.79	0.0727
	<i>i'</i>	28.17	5	0.58	0.0727
<b>PKS 0332-403</b>	<i>g'</i>	28.35	13	0.65	0.073
	<i>i'</i>	27.95	5	0.73	0.073

Tabla 4.1: Parámetros fotométricos para SEXTRACTOR en relación a cada campo.

El valor de estos parámetros se obtiene del *header* de las imágenes, a excepción de los puntos de cero fotométricos, considerando que estos han sido previamente establecidos para cada filtro y se encuentran publicados en la página web del observatorio<sup>1</sup>.

<sup>1</sup><http://www.gemini.edu/?q=node/10445>

Considerando que por cada campo se tienen dos imágenes (una en el filtro  $g'$  y una en el filtro  $i'$ ) es necesario garantizar que, para ambas, SExtractor identifique los mismos objetos. Esto se realiza con el fin de obtener la fotometría (en los dos filtros), necesaria para construir el diagrama color-magnitud de cada campo. Por esta razón se realizó la corrida del programa sobre la primer imagen (de uno de los campos y en uno de los filtros) obteniendo el catálogo completo con la fotometría de todos los objetos detectados. Posteriormente se realizó una segunda corrida sobre la imagen del filtro restante, indicándole al programa identificar las mismas fuentes y en el mismo orden que en la primera corrida. Esto se logró a través de las siguientes líneas de comando:

- PRIMERA IMAGEN: `gmos> sex imagen_i.fits -c default.sex`
- SEGUNDA IMAGEN: `gmos> sex imagen_i.fits imagen_g.fits -c default.sex`

Al finalizar este proceso se detectaron 2622 fuentes en el campo de *3C 66A*, 1171 en el campo de *PG 1553+113* y 998 en el campo de *PKS 0332-403*.

La primera corrida de SExtractor se realizó sobre las imágenes tomadas en el filtro  $i'$  (780 nm), considerando que en esta longitud de onda la detección de fuentes es más efectiva que en el filtro  $g'$  ( $\sim 10\%$  más de fuentes detectadas). Sin embargo, aunque realizando la primer corrida en este filtro se optimiza la detección de fuentes, no hay que dejar de lado que en la segunda corrida el programa intentará buscar fuentes en el filtro  $g'$  que no llegaron a ser detectadas, por lo cual, los valores calculados junto con sus errores no son valores reales (parámetro *MAG\_AUTO* > 90). Aquellos objetos que presentaron magnitudes atípicas en alguno de los dos filtros no se tuvieron en cuenta para esta tesis. Esto no afecta los objetivos planteados, debido a que son las fuentes más débiles dentro de cada campo, por lo que presentan una baja relación S/N que impide establecer, con certeza, su pertenencia al entorno inmediato de cada blazar.

#### 4.1.2. Transformación de las Magnitudes al Sistema Estándar

La transformación de las magnitudes de las fuentes detectadas (en cada campo) al sistema estándar, se realizó haciendo uso de las ecuaciones de transformación publicadas en la página web del Observatorio<sup>2</sup>. Estas magnitudes fueron corregidas por extinción galáctica ( $A_V$ ), teniendo en cuenta las mediciones realizadas por Schlafly & Finkbeiner (2011) para los filtros del Sloan Digital Sky Survey (SDSS), publicadas en la base de datos *NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE (NED)*<sup>3</sup>.

Para observaciones realizadas con GMOS-N:

$$m_{\text{std}} = m_{\text{inst}} + 2.5 \log(\text{exptime}) - \kappa_{\text{MK}}(\text{airmass} - 1) - A_V \quad (4.1)$$

Donde “ $\kappa_{\text{MK}}$ ” es el coeficiente de extinción atmosférica en *Mauna Kea*.

- *3C 66A*

$$m_{\text{std},g'} = m_{\text{inst}} + 2.5 \log(120) - 0.14(1.157 - 1) - 0.278 \quad (4.2)$$

$$m_{\text{std},i'} = m_{\text{inst}} + 2.5 \log(25) - 0.10(1.103 - 1) - 0.143 \quad (4.3)$$

<sup>2</sup><http://www.gemini.edu/?q=node/10445>

<sup>3</sup><https://ned.ipac.caltech.edu/>

■ *PG 1553+113*

$$m_{\text{std}_{g'}} = m_{\text{inst}} + 2.5 \log(110) - 0.14(1.48 - 1) - 0.172 \quad (4.4)$$

$$m_{\text{std}_{i'}} = m_{\text{inst}} + 2.5 \log(90) - 0.10(1.266 - 1) - 0.088 \quad (4.5)$$

Para observaciones realizadas con GMOS-S:

$$m_{\text{std}} = m_{\text{inst}} + 2.5 \log(\text{exptime}) - \kappa_{\text{CP}}(\text{airmass} - 1) + CT \left( \frac{g' - i'}{2} \right) - A_V \quad (4.6)$$

Donde “ $\kappa_{\text{CP}}$ ” es el coeficiente de extinción atmosférica y “ $CT$ ” el termino de color promedio en *Cerro Pachon*.

■ *PKS 0332-403*

$$m_{\text{std}_{g'}} = m_{\text{inst}} + 2.5 \log(220.5) - 0.18(1.059 - 1) + (-0.06) \left( \frac{g' - i'}{2} \right) - 0.051 \quad (4.7)$$

$$m_{\text{std}_{i'}} = m_{\text{inst}} + 2.5 \log(250.5) - 0.08(1.016 - 1) + (-0.02) \left( \frac{g' - i'}{2} \right) - 0.026 \quad (4.8)$$

La exactitud de las ecuaciones de transformación fue probada comparando las magnitudes estándar medidas en esta tesis con magnitudes publicadas para algunos objetos presentes en cada campo:

- Para el campo de *3C 66A* se hizo uso del trabajo de González-Pérez et al. (2001). Allí se verificó que las mediciones realizadas en este campo y las publicadas en el trabajo anteriormente mencionado difieren en  $\overline{\Delta(g')} = -0.15$  y  $\overline{\Delta(i')} = 0.08$ , respectivamente. Estas diferencias se encuentran dentro del error de las magnitudes calculadas.
- Para el campo de *PG 1553+113* se hizo uso de las magnitudes publicadas en el SDSS. Las mediciones realizadas difieren de las publicadas en esta base de datos en  $\overline{\Delta(g')} = 0.02$  y  $\overline{\Delta(i')} = 0.01$ , lo que se encuentra dentro del error de las magnitudes calculadas.
- Para el campo de *PKS 0332-403* no se encontraron magnitudes publicadas en el óptico, lo que no impide realizar un análisis satisfactorio, considerando que en los dos primeros casos los resultados fueron razonables.

### 4.1.3. Clasificación de Fuentes Extendidas y Selección

Sobre el total de detecciones hechas por SEXTRACTOR en cada campo y registradas en el catálogo correspondiente, se discriminaron todos los objetos puntuales con el objetivo de trabajar sólo con aquellos clasificados como extendidos o galaxias. Para esto se tuvo en cuenta la clasificación asignada por el parámetro CLASS\_STAR a cada fuente, el cual, como se dijo anteriormente, identifica los objetos puntuales con 0 y los extendidos con 1.

Existen muchas fuentes que por sus características morfológicas relacionadas con algunos efectos generados sobre la imagen (el *seeing*, la resolución del instrumento, la relación S/N, etc.), quedan clasificadas con valores intermedios (0.3, 0.5, 0.7, etc.). En estos casos fue necesario realizar una inspección de dicha clasificación con la tarea IMEXAMINE de IRAF para definir a qué tipo de fuentes pertenecían. En esta revisión se evidenció que algunas galaxias fueron clasificadas como fuentes puntuales, por lo que fue necesario establecer un método de clasificación que permitiera reclasificar las fuentes con parámetro CLASS\_STAR intermedio. Este método consiste en utilizar la misma tarea anterior, adoptando la lista de coordenadas de objetos proporcionada por SEXTRACTOR dentro de los catálogos, a través de una línea de comando que estima y muestra en pantalla el ancho total a potencia mitad (FWHM por sus siglas en inglés) del perfil gaussiano ajustado a cada objeto en píxeles. Esta línea de comando es:

```
✓ gmos>imexamine imagen.fits imagecur=coordenadas.dat use_display=
```

donde el archivo *coordenadas.dat* contiene las coordenadas de los objetos sobre los cuales se quiere confirmar la clasificación.

Luego de correr esta tarea, se utilizó la información del FWHM calculado para complementar los catálogos de este campo y con ello se efectuó una selección de fuentes extendidas más detallada (ver Figura 4.2). Esta selección se realizó aplicando dos filtros a la información contenida en los catálogos:

1. *Clasificación a partir del FWHM*: Se eliminaron todos aquellos objetos que presentaron un FWHM menor o igual al de fuentes puntuales (estrellas) en el filtro  $i'$ . Para el campo de *3C 66A* y *PG 1553+113* se descartaron los objetos con  $FWHM \leq 8$  pix y para el campo de *PKS 0332-403* los objetos con  $FWHM \leq 9$  pix.
2. *Selección por magnitud*: Se descartaron todas las fuentes con  $g' > 24.5$  mag, considerando que las mismas presentan una baja relación S/N ( $< 1$ ) lo que impide obtener una fotometría confiable y adecuada para los fines de esta tesis.

Este proceso de filtrado no sólo favoreció la detección de fuentes extendidas en cada campo si no que también permitió descartar las detecciones espurias. Al final de este proceso de selección resultaron 300 galaxias detectadas en el campo de *3C 66A*, 315 galaxias detectadas en el campo de *PG 1553+113* y 309 galaxias detectadas en el campo de *PKS 0332-403*. Los errores promedio en sus magnitudes se muestran en la Tabla 4.2

ERRORES EN MAGNITUD		
CAMPO	Fuentes Brillantes ( $\bar{g}' < 21$ mag)	Fuentes Débiles ( $\bar{g}' > 23$ mag)
<b>3C 66A</b>	$\pm 0.005$	$\pm 0.026$
<b>PG 1553+113</b>	$\pm 0.002$	$\pm 0.021$
<b>PKS 0332-403</b>	$\pm 0.001$	$\pm 0.012$

Tabla 4.2: Error promedio en las magnitudes calculadas para las fuentes más brillantes y más débiles detectadas en cada campo.

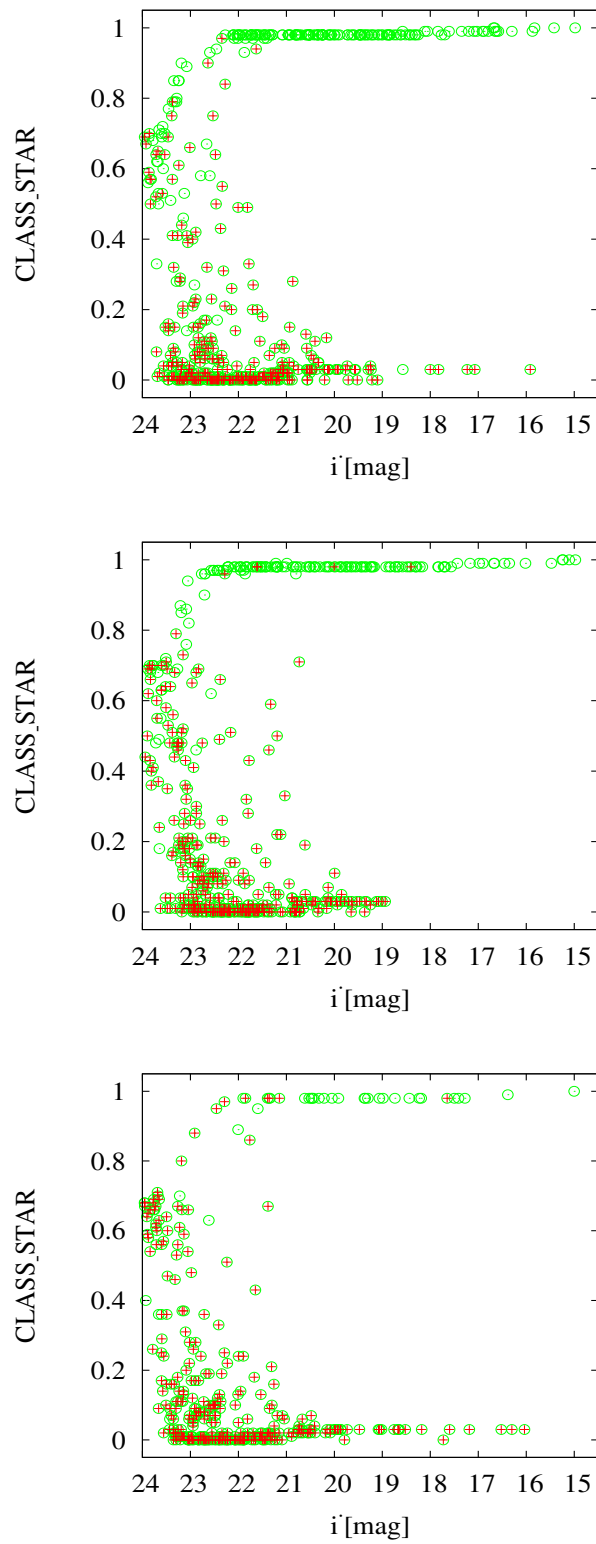


Figura 4.2: Clasificación de fuentes realizada con el parámetro CLASS\_STAR de SEXTRACTOR e IMEXAMINE de IRAF para los campos de *3C 66A*, *PG 1553+113* y *PKS 0332-403* (de arriba a abajo respectivamente). *Círculos vacíos verdes*: todas las fuentes detectadas por campo. *Cruces rojas*: galaxias identificadas por IMEXAMINE a partir del FWHM.

## 4.2. Espectroscopía

El análisis de los espectros obtenidos tanto para los blazares como para los objetos seleccionados dentro de cada campo, se realiza con el fin de identificar características prominentes (líneas de emisión y/o absorción) que permitan determinar su corrimiento al rojo. La determinación de este parámetro de forma directa en el espectro de cada blazar daría por solucionado el problema abordado en esta tesis; sin embargo, conociendo su forma típica, se acude al análisis de los espectros de las galaxias vecinas con el propósito de caracterizar su entorno en un análisis posterior.

### 4.2.1. Cálculo del Corrimiento al Rojo por Correlación Cruzada

Para determinar el corrimiento al rojo de los objetos seleccionados en cada campo, se realizó un proceso de correlación cruzada entre sus espectros y espectros de referencia (“*templates*”), correspondientes a objetos conocidos que presentan morfologías espectrales con características definidas y que se encuentran corregidos a un marco de referencia en reposo ( $z = 0$ ).

Para la correlación de objetos que exhibieron espectros tardíos se hizo uso del espectro del objeto *NGC 4449*, una galaxia irregular con formación estelar activa de magnitud absoluta  $M_B = -18.2$  mag y luminosidad equivalente a 1.4 veces la luminosidad de la Gran Nube de Magallanes (Hunter, 1997). Este objeto presenta un espectro con líneas de emisión definidas como se puede observar en la Figura 4.3.

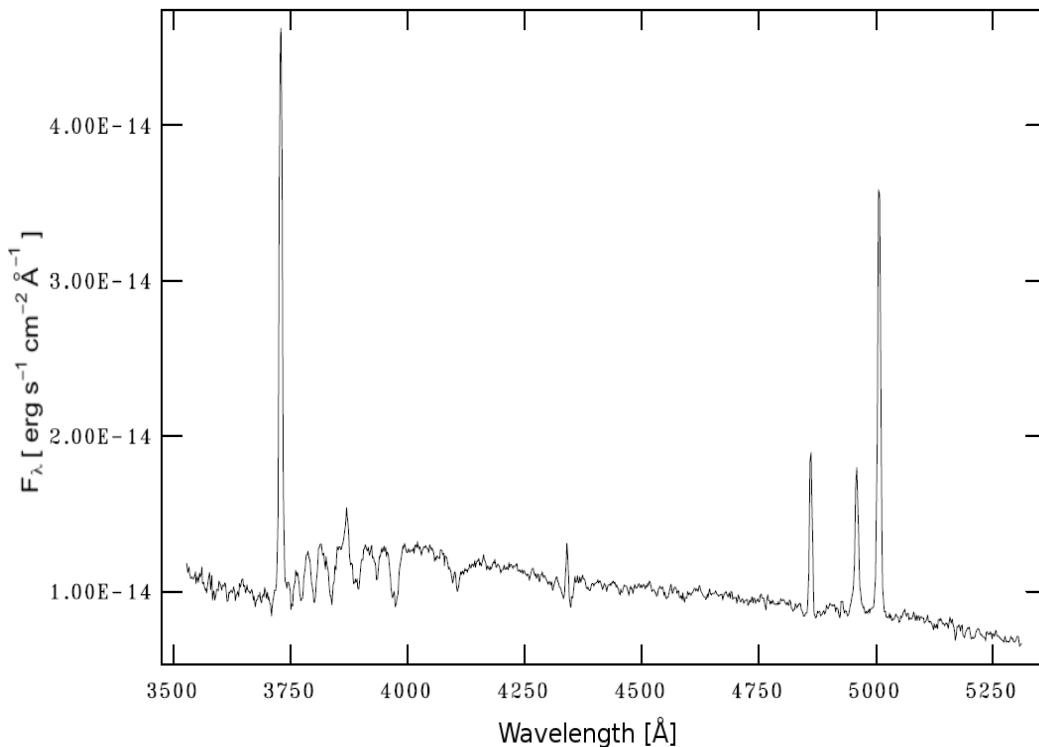


Figura 4.3: Espectro óptico de la galaxia irregular *NGC 4449* descargado del NED y elegido para realizar la correlación cruzada con espectros de galaxias tardías.

Para las galaxias que exhibieron espectros tempranos se hizo uso del espectro del objeto *NGC 4387*, una galaxia elíptica de magnitud absoluta  $M_r = -18.99$  mag que presenta un espectro con fuertes líneas de absorción, apreciables en la Figura 4.4 (Ann et al., 2015).

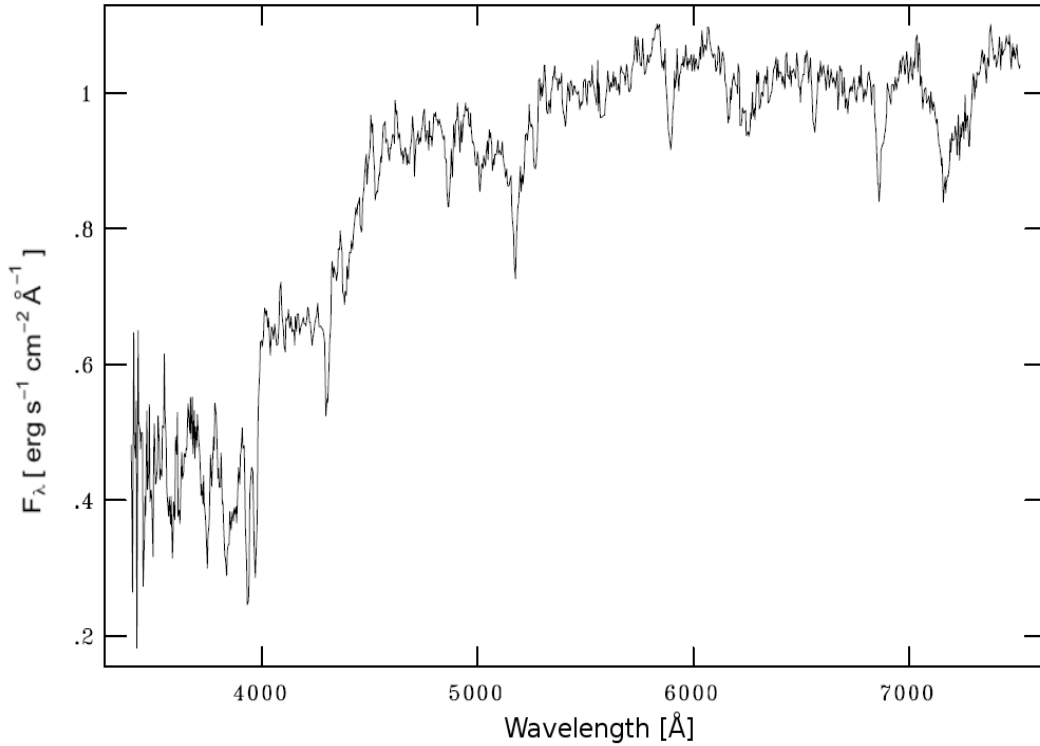


Figura 4.4: Espectro óptico de la galaxia elíptica *NGC 4387* descargado del NED y elegido para realizar la correlación cruzada con espectros de galaxias tempranas.

El proceso de correlación cruzada se realizó a través de tarea **FXCOR** de IRAF. Esta tarea necesita la preparación previa de algunos parámetros relacionados con los espectros a analizar. El procedimiento seguido tanto para la preparación como para la correlación se explica a continuación.

1. Los espectros fueron filtrados para eliminar el ruido de alta y baja frecuencia que generalmente no se remueve en el momento de la sustracción del continuo. Este proceso se realiza a través de la tarea **FILTPARS**. Esta tarea controla los parámetros del filtrado y el tipo de filtro usado en la transformada de Fourier de los datos, así como el rango de números de onda sobre el que se va a operar (Tonry & Davis, 1979).

Los parámetros de esta tarea son:

```
f_type = ramp
cuton = 10
cutoff = N1
fullon = 20
fulloff=2N1
```

donde  $N_1$  es el número de onda en el espacio de Fourier. Este número se calcula teniendo en cuenta el tamaño  $T$  de la imagen espectral que contiene el espectro que

se quiere analizar y la resolución,  $\Delta n$ , en píxeles:

$$N_1 = \frac{T}{2\pi\Delta n}. \quad (4.9)$$

La resolución se calcula a partir de la siguiente expresión:

$$\Delta n = A \ln \left( \frac{\bar{\lambda} + \Delta\lambda}{\bar{\lambda}} \right), \quad (4.10)$$

donde  $A$  es el tamaño del espectro en *Angstroms* ( $\text{\AA}$ ),  $\bar{\lambda}$  es la longitud de onda y  $\Delta\lambda$  es la resolución espectral. Esta última se calcula a partir de la siguiente relación:

$$\Delta\lambda = R \times FWHM, \quad (4.11)$$

donde  $R$  es la resolución de la red de difracción utilizada en la observación, la cual se encuentra disponible en la página web del Observatorio Gemini<sup>4</sup>. Para la red B600\_G5323 la resolución es 0.05 nm/píxel y para la red R400\_G5325 es 0.074 nm/píxel. Este valor se multiplica por 2 teniendo en cuenta que los espectros se encuentran a un *binning* de  $2 \times 2$ . Por otro, lado el FWHM se puede obtener de cualquier espectro bidimensional de la lámpara de calibración *ARC* (realizando una inspección con la tarea IMEXAMINE).

El tamaño del espectro,  $A$ , se obtiene a partir de la siguiente relación:

$$A = \frac{1 - T}{\ln(\lambda_i) - \ln(\lambda_f)}, \quad (4.12)$$

donde  $\lambda_i$  y  $\lambda_f$  corresponde a la longitud de onda inicial y final promedio de los espectros en cada campo.

Reemplazando los respectivos valores en cada ecuación, se obtuvo el número de onda ( $N_1$ ) para cada campo (ver Tabla 4.3)

CAMPO	$N_{1_{B600}}$	$N_{1_{R400}}$
<b>3C 66A</b>	79	61
<b>PG 1553+113</b>	64	61
<b>PKS 0332-403</b>	75	44

Tabla 4.3: Número de onda calculado para cada red de difracción en cada campo.

2. Se calculó la corrección de la velocidad radial con **RVCORRECT**. Esta tarea calcula un valor de  $v_r$  para corregir las velocidades radiales de los objetos, afectadas por el movimiento del observador en la dirección de la visual. Este valor debe ser sumado a la velocidad radial que se calcula para cada espectro. Esta tarea se corre con la información de las imágenes espectroscópicas de *ciencia* pero sin proporcionar una imagen de entrada (*files = ""*). Esta corrección es prácticamente despreciable con respecto a los valores de  $z$  calculados; sin embargo, fue tomada en cuenta. El valor de corrección de la velocidad radial calculada para cada campo se muestra en la Tabla 4.4.

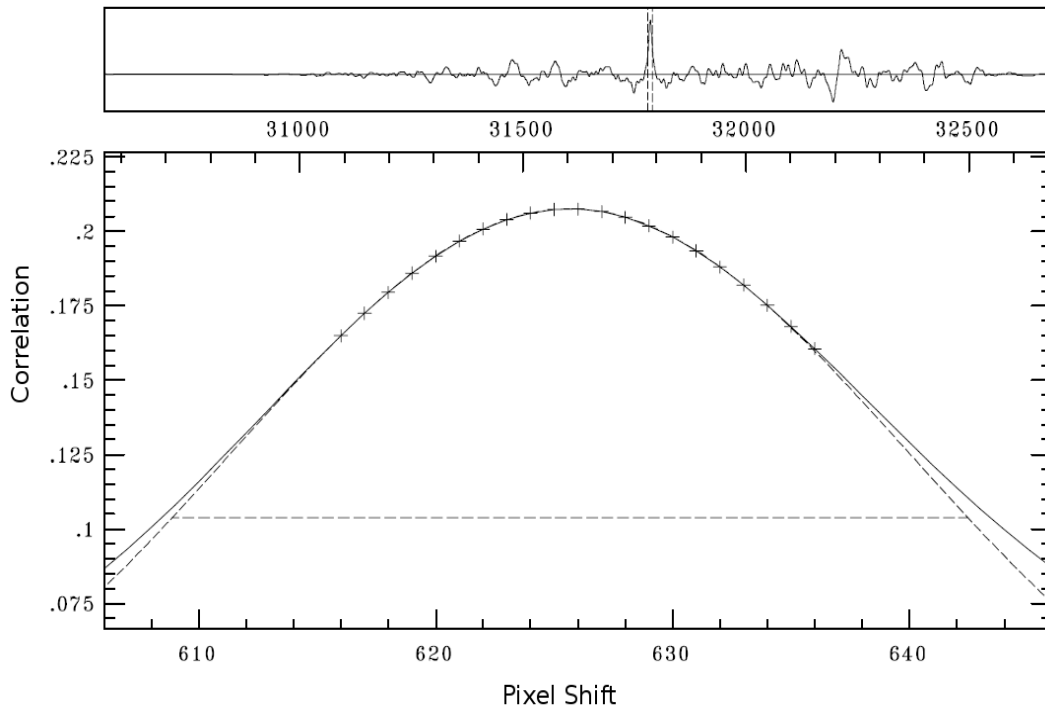
<sup>4</sup><http://www.gemini.edu/?q=node/10375>



CAMPO	Corrección $v_r$ (km/s)
<b>3C 66A</b>	7.98
<b>PG 1553+113</b>	− 9.46
<b>PKS 0332-403</b>	−15.30

Tabla 4.4: Corrección de la velocidad radial calculada para cada campo.

3. Para determinar el corrimiento al rojo (o  $v_r$ ) de cada objeto, se hizo uso de la tarea **FXCOR** como se mencionó anteriormente. Esta tarea realiza una correlación cruzada entre los espectros de ciencia y los *templates* elegidos, generando una función de correlación y ajustando una gaussiana a su máximo. Este procedimiento se realiza sobre cada uno de los espectros extraídos. En cada caso, permite establecer si el ajuste obtenido es óptimo. Si no es así, es posible correr la tarea en modo interactivo y modificar algunas opciones para obtener el mejor ajuste posible (ver Figura 4.5). De este ajuste, se obtiene el valor de  $z$ .

Figura 4.5: Correlación cruzada establecida entre el espectro #1 del campo de *PKS 0332-403* y el template *NGC 4387*.

4. Finalmente, los valores de corrimiento al rojo obtenidos para los objetos seleccionados dentro de cada campo, se corrigieron a partir del valor calculado en el *item 2* y posteriormente fueron comprobados con ayuda de las tareas **LINEAS** y **ETIQUETAS** de IRAF. Dos tareas elaboradas por el Dr. Sergio Cellone que permiten verificar el valor de  $z$  (determinado por **FXCOR**), identificando las características espectrales (líneas de emisión y/o absorción) de cada objeto y asignándoles la etiqueta respectiva (ver Figura 4.6).

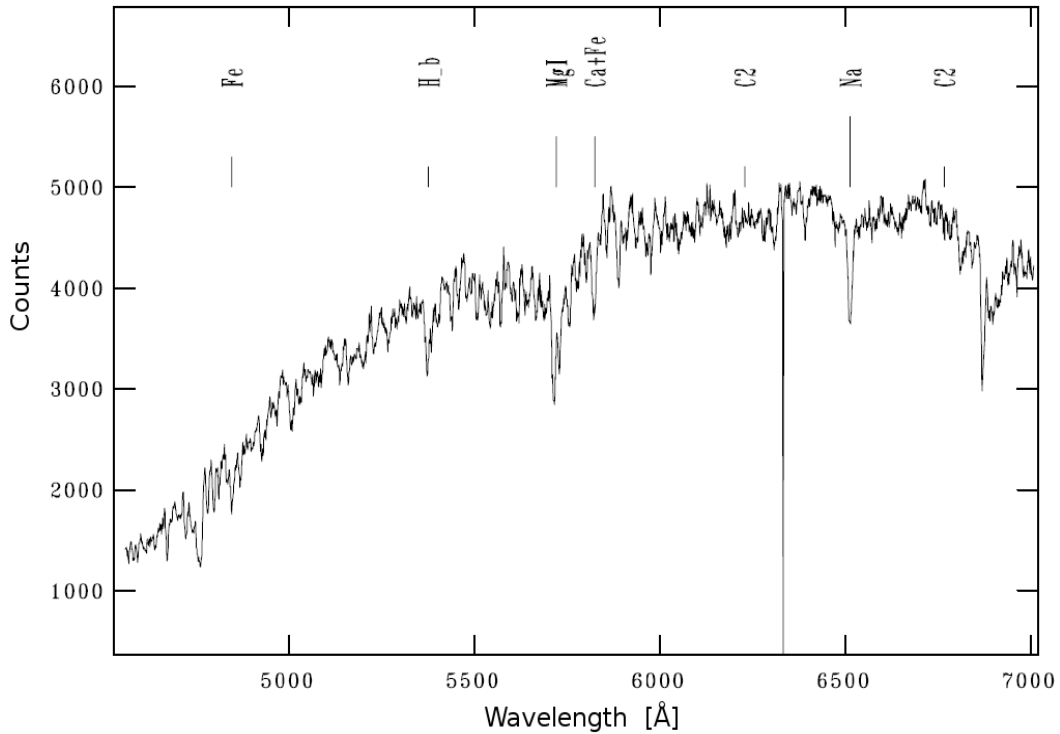


Figura 4.6: Líneas identificadas en el espectro del objeto #1 del campo de *PKS 0332-403* con ayuda de las tareas *LÍNEAS* y *ETIQUETAS* a partir del valor de  $v_r$  proporcionado por *FXCOR*.

Este procedimiento fue aplicado sobre el espectro de cada blazar con el objetivo de medir su corrimiento al rojo de forma directa. Sin embargo, los resultados no fueron alentadores debido a que estos no presentan características propias como se puede observar en la Figura 4.7.

Los rasgos que se visualizan corresponden a absorciones generadas por bandas telúricas debidas principalmente al oxígeno molecular ( $O_2$ ) y al vapor de agua ( $H_2O$ ) (Stevenson, 1994), y por el material interestelar que genera bandas de absorción difusa (DIB por sus siglas en inglés) (Herbig, 1995). Estas absorciones ( $z \sim 0$ ) dificultaron el análisis de los espectros debido a que las mismas pueden coincidir en posición con las características espectrales propias de cada objeto.

El espectro obtenido para cada uno de los objetos seleccionados en cada campo, junto con su valor de corrimiento al rojo medido, se muestra en el apéndice A.1 de esta tesis. Sobre cada uno, se etiquetaron las absorciones y/o emisiones que permitieron confirmar el valor de  $z$  determinado por *FXCOR*.

Para algunos de los espectros extraídos, no fue posible medir su valor de  $z$  debido a la falta de características espectrales prominentes por la baja relación S/N, o por la detección de características espurias correspondientes a rayos cósmicos y/o líneas de cielo que no llegaron a ser eliminadas luego de la limpieza realizada en el proceso de reducción. Sin embargo, de las 78 fuentes seleccionadas en los tres campos, se determinó el corrimiento al rojo para 54, lo que corresponde al 70 % de los espectros extraídos. Esta cifra muestra la eficiencia de la técnica implementada para la determinación de este parámetro.

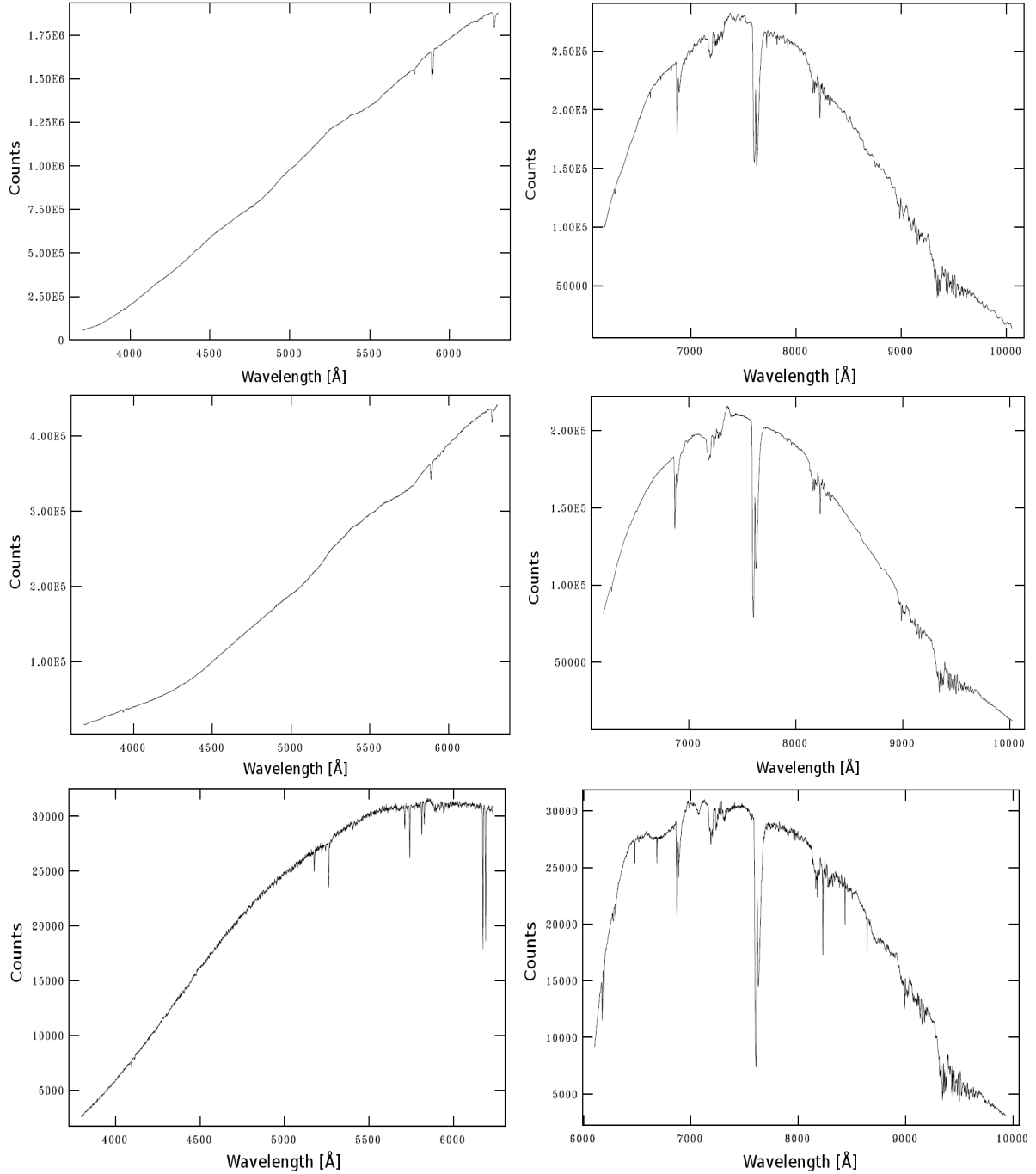


Figura 4.7: Espectros ópticos obtenidos con las redes de difracción B600 (*izquierda*) y R400 (*derecha*), para los blazares *3C 66A*, *PG 1553+113* y *PKS 0332-403* (de arriba a abajo, respectivamente).

Un análisis apropiado de las mediciones realizadas en cada campo, permite establecer una caracterización detallada del entorno cercano de los blazares que puede conducir a la determinación de su corrimiento al rojo aproximado o, en su defecto, a un límite inferior. Es por eso que en el siguiente capítulo se exponen las técnicas implementadas para el análisis de dichas mediciones.



## Análisis de Resultados

El análisis de las mediciones tanto fotométricas como espectroscópicas efectuadas en cada campo, se realiza con el fin de establecer de forma indirecta, el valor del corrimiento al rojo de cada uno de los blazares que pertenecen a la muestra, considerando que no fue posible estimar dicho parámetro a partir de sus espectros. De esta manera se desarrolla un análisis espectrofotométrico de los resultados obtenidos en el capítulo anterior con el propósito de encontrar características específicas que revelen la existencia de una relación física entre cada uno de los blazares y objetos de su entorno cercano como cúmulos de galaxias anfitriones que permitan establecer un valor de corrimiento al rojo aproximado. Es por eso que, a continuación, se detalla el análisis realizado sobre los resultados obtenidos en cada uno de los campos.

### 5.1. Análisis del Campo de 3C 66A

La falta de líneas en el espectro óptico de los objetos BL Lac, es una realidad. Frente a esta realidad, la medición directa del corrimiento al rojo de estas fuentes requiere la aplicación de distintos métodos.

#### 5.1.1. Espectro Óptico de 3C 66A

Para el estudio de este blazar contamos con la colaboración del Dr. Alberto Buzzoni, astrónomo del *Osservatorio Astronomico di Bologna, Italia* (INAF), quien aplicó una técnica de análisis de espectros basada en la búsqueda de absorciones generadas por el material gaseoso del medio intergaláctico (IGM) cercano al objeto estudiado, lo que permite establecer un límite inferior a su valor de corrimiento al rojo. Dado los valores de  $z$  considerados, se supone que dicho material debe ser pobre en metales, por lo que no se espera un impacto evidente de absorciones metálicas, únicamente del tipo de la serie de Balmer del hidrógeno como  $H\beta$  y  $H\alpha$ .

Esta técnica de análisis fue aplicada por el Dr. Buzzoni sobre los dos espectros obtenidos para 3C 66A con las redes de difracción B600 y R400. Para desarrollarla hizo uso de la rutina MIDAS con el objetivo de normalizar dichos espectros con respecto a su pseudo-continuo, igualarlos alrededor de 6100Å y obtener un único espectro (ver Figura 5.1).

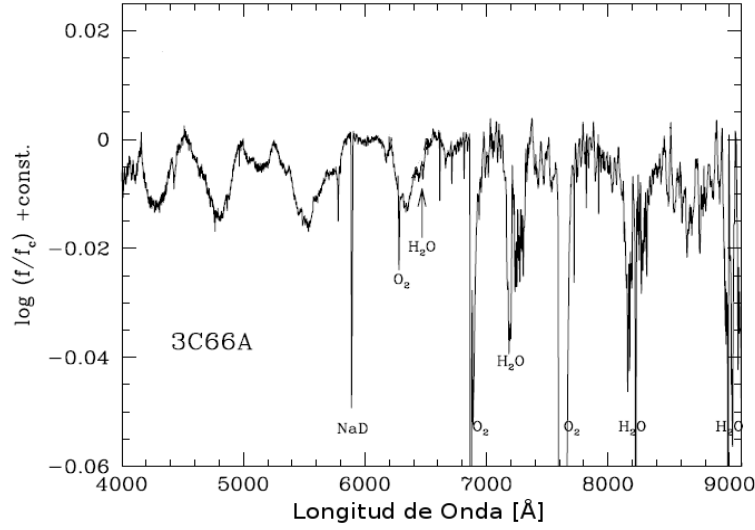


Figura 5.1: Espectros de *3C 66A* igualados y normalizados.

En la Figura 5.1 se puede visualizar, con claridad, el patrón típico de absorciones telúricas sobre el continuo del espectro. Este patrón es comparable con el que aparece en el espectro óptico/IR cercano de la estrella *HD 195636*, presentado en el trabajo de Stevenson (1994) (ver Figura 5.2).

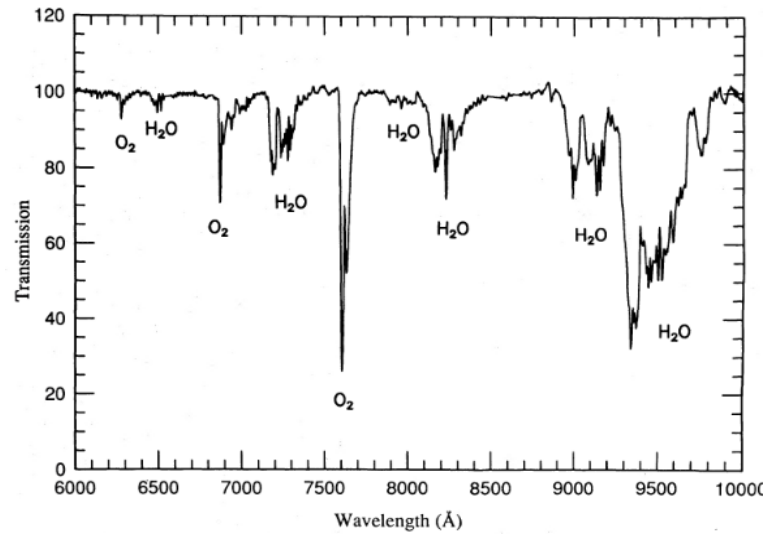


Figura 5.2: Espectro óptico/IR cercano normalizado de *HD 195636* sumado a las absorciones telúricas (Stevenson, 1994).

Además de las absorciones telúricas, en el espectro normalizado se logran visualizar algunas características de absorción anchas en 4300Å, 4800Å, 5550Å, 6350Å, y 8700Å. Estas características, ciertamente de origen extragaláctico, podrían indicar la presencia de nubes de gas que absorben selectivamente la luminosidad de *3C 66A* a lo largo de la

línea de la visual. Este escenario fue corroborado por el Dr. Buzzoni construyendo un espectro sintético para un modelo de atmósfera estelar a  $T=12000$  K (pobre en metales) obtenido de la biblioteca estelar BLUERED, en donde el contenido de hidrógeno absorbe la radiación proveniente de una fuente ubicada detrás, generando características de absorción desplazadas al valor de  $z$  de la fuente.

El espectro sintético fue desplazado entre  $z = 0.27$  y  $z = 0.33$ , con el fin de modelar el gas distribuido en todo este rango de distancias, permitiendo identificar bandas de absorción anchas correspondientes a las líneas de Balmer  $H\alpha$ ,  $H\beta$  y  $H\gamma$ . Estas absorciones coinciden con las depresiones observadas en el espectro de 3C 66A (ver Figura 5.3).

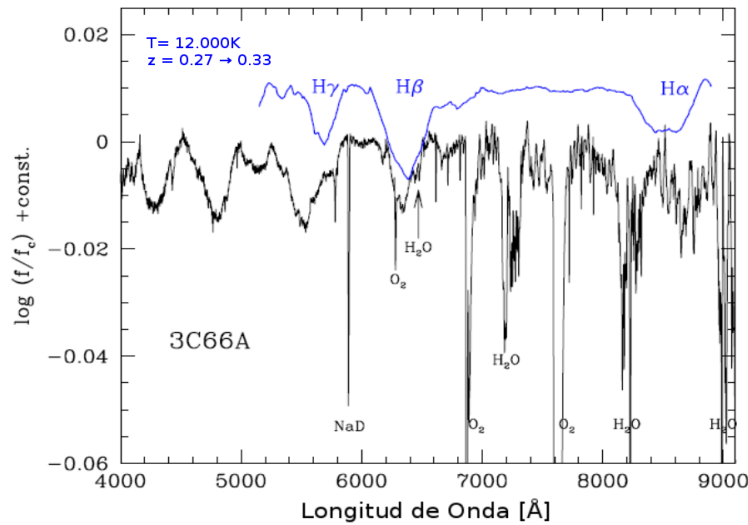


Figura 5.3: Espectro de 3C 66A. *En negro*: espectro del blazar normalizado. *En azul*: Espectro sintético de un modelo de atmósfera estelar desplazado entre  $z = 0.27$  y  $z = 0.33$ . Imagen desarrollada por el Dr. Buzzoni.

La coincidencia entre el espectro sintético desplazado y las bandas de absorción presentes en el espectro del blazar 3C 66A, permite proponer un límite inferior a su corrimiento al rojo de  $z_{3C66A} \geq 0.33$ , considerando que hasta este valor de  $z$  se detecta material gaseoso de primer plano.

### 5.1.2. Diagrama Color-Magnitud

A partir de la fotometría realizada con SEXTRACTOR se elaboró el diagrama color-magnitud (DCM) del campo de 3C 66A (ver Figura 5.4) con el objetivo de visualizar la distribución de las galaxias identificadas.

Las características más representativas dentro de este DCM son:

1. El 70 % de las galaxias identificadas se encuentran distribuidas en un rango de color  $g' - i' = 0.2 \text{ mag} \rightarrow 1.8 \text{ mag}$ .
2. Las galaxias más brillantes presentan magnitudes entre 15 mag y 21 mag y describen una tendencia lineal con colores distribuidos alrededor de  $g' - i' \sim 1 \text{ mag}$ .

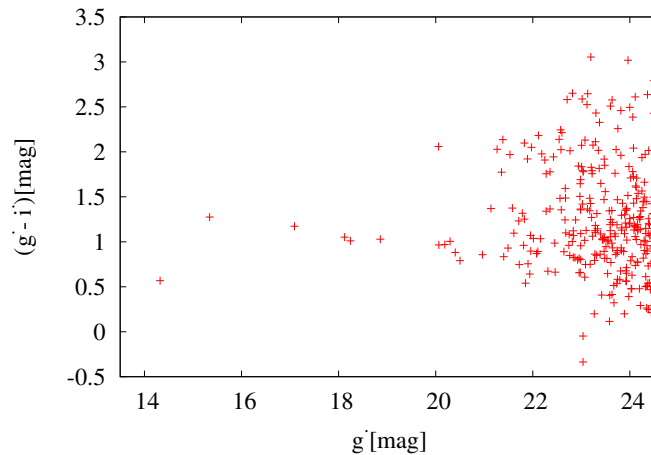


Figura 5.4: Diagrama color-magnitud elaborado para el campo de *3C 66A*.

3. Se observa una segunda tendencia lineal (menos prominente) con objetos entre 20 mag y 22 mag, y colores distribuidos alrededor de  $g' - i' \sim 2$  mag.

Estas características parecen describir estructuras alargadas similares a las secuencias rojas de los cúmulos de galaxias. Para reconocerlas como tal, es necesario realizar un análisis más detallado que permita establecer si estos objetos presentan una asociación física real.

### 5.1.3. Identificación de Grupos de Galaxias

En base a los datos espectroscópicos obtenidos en la sección 4.2.1 para el campo de *3C 66A*, se realizó un análisis cuantitativo con el objetivo de detectar la presencia de grupos de galaxias en el entorno cercano del blazar.

En este campo se determinó el corrimiento al rojo para 17 fuentes de las 24 seleccionadas como se especifica en la Tabla 5.1. En esta tabla se muestran sus coordenadas, la magnitud aparente en los filtros  $g'$  e  $i'$  y la clasificación establecida a partir de la morfología de sus espectros (verificada también en las imágenes). Se resaltaron los objetos que cuentan con estudios espectroscópicos previos realizados por otros autores y se incluyeron objetos presentes en el campo que no fueron seleccionados para la espectroscopía realizada en esta tesis, pero que presentan estudios espectroscópicos reportados. La numeración con la que se identifican los objetos dentro de la tabla, corresponde a la presentada en la Figura 3.1.

En particular, los objetos #14 y #22 fueron estudiados por Bowen et al. (1997) quienes los denominaron G3 y G1, respectivamente. En su estudio no reportan ningún valor de corrimiento al rojo para G3, mientras que para G1 determinan un valor de  $z = 0.0198$ ; este valor se encuentra dentro del error del valor determinado en esta tesis,  $z = 0.0200 \pm 0.0006$ . En el mismo trabajo se encuentra incluido el objeto G2. Este objeto no fue seleccionado para obtener su espectro por lo que se adopta el valor reportado por Bowen et al. (1997),  $z = 0.0667$ .



#	ID	AR <sub>J2000</sub> (hh:mm:ss)	Dec <sub>J2000</sub> (°:':")	$g'$ (mag)	$i'$ (mag)	$z$	Morfología
1	3C 66A_01	02:22:35.3	42:59:05	22.275	20.518	0.3402±0.0021	Elíptica
2	3C 66A_02	02:22:35.7	43:00:32	21.849	21.309	0.0517±0.0003	Espiral
3	3C 66A_03	02:22:50.7	43:01:03	18.859	17.830	0.1521±0.0007	Espiral (Sa?)
4	3C 66A_04	02:22:51.4	43:01:39	21.354	19.581	0.3390±0.0004	Espiral
5	3C 66A_05	02:22:34.9	42:59:58	22.012	20.974	...	Enana elíptica
6	3C 66A_06	02:22:38.3	42:59:51	21.992	19.231	...	Estrella
7	3C 66A_07	02:22:44.1	43:01:28	21.827	20.575	0.5355±0.0008	Espiral
8	3C 66A_08 <sup>a</sup>	02:22:50.4	43:02:34	20.060	18.001	0.3402±0.0006	Elíptica
9	<b>3C 66A</b>	02:22:39.6	43:02:08	14.323	13.755	...	Blazar
10	3C 66A_10	02:22:51.3	43:02:52	21.489	20.559	0.4550±0.0006	Irregular
11	3C 66A_11	02:22:38.8	43:01:18	20.065	19.100	...	Enana elíptica
12	3C 66A_12	02:22:40.2	43:02:20	21.828	19.730	0.3408±0.0010	Elíptica
13	3C 66A_13	02:22:26.7	43:01:42	21.138	19.768	...	Espiral o S0
14	3C 66A_14 <sup>G3</sup>	02:22:50.4	43:03:47	18.124	17.072	0.0200±0.0006	Enana elíptica
15	3C 66A_15 <sup>b</sup>	02:22:35.1	43:02:09	22.116	19.933	0.3401±0.0005	Elíptica
16	3C 66A_16	02:22:39.4	43:03:04	21.383	19.247	0.3398±0.0010	Elíptica
17	3C 66A_17	02:22:27.9	43:02:42	22.186	20.208	...	Espiral
18	3C 66A_18	02:22:46.9	43:03:59	21.529	19.559	0.493±0.002	Espiral
19	3C 66A_19	02:22:50.2	43:04:06	22.053	20.107	...	Estrella
20	3C 66A_20	02:22:35.4	43:03:53	21.579	20.107	...	Espiral
21	3C 66A_21	02:22:43.8	43:04:45	20.963	20.107	0.1755±0.0003	Espiral (Sc?)
22	3C 66A_22 <sup>G1</sup>	02:22:31.1	43:03:54	15.342	14.067	0.0201±0.0007	Espiral (Sa)
23	3C 66A_23	02:22:24.8	43:03:44	21.701	20.258	...	Estrella
24	3C 66A_5_NS <sup>a</sup>	02:22:50.4	43:02:34	20.060	18.001	0.3397±0.00015	Elíptica
25	3C 66A_7_NS <sup>b</sup>	02:22:35.1	43:02:09	22.116	19.933	0.3399 ±0.00071	Elíptica
26	3C 66A_8_NS	02:22:32.6	43:02:18	21.710	20.478	0.4275±0.00007	Espiral
27	G2	02:19:18.3	42:47:09	17.090	15.917	0.0667	Espiral

<sup>a</sup> y <sup>b</sup>: Galaxias observadas en ambos modos espectroscópicos: clásico y  $N\&S$

G2: Galaxia presente en el campo observado, con  $z$  reportado por Bowen et al. (1997).

Tabla 5.1: Datos espectrofotométricos para las fuentes seleccionadas en el campo de 3C 66A. Col. 1: número de ranura; Col. 2: nombre asignado a la fuente; Col. 3: ascensión recta; Col. 4: declinación; Col. 5: magnitud aparente en el filtro  $g'$ ; Col. 6: magnitud aparente en el filtro  $i'$ ; Col. 7: corrimiento al rojo; Col. 8: morfología.

A partir de los datos espectroscópicos obtenidos para este campo, se elaboró un histograma de distribución de  $z$  (ver Figura 5.5). En el mismo se incluyeron objetos con corrimiento al rojo espectroscópico reportados en la base de datos del NED<sup>1</sup> en un radio de 7 arcmin alrededor de 3C 66A. Este radio fue establecido al considerar el límite más cercano hasta el cual se reportaron múltiples objetos con corrimiento al rojo espectroscópico. Esto se realizó con el fin de encontrar candidatos adicionales a los grupos que fueran encontrados y que su detección hubiera quedado restringida por el tamaño del campo visual de GMOS.

En el diagrama de distribución cada barra representa el número total de objetos, con determinado corrimiento al rojo espectroscópico (considerando un bin de 0.04), identificados en el radio elegido. El segmento azul representa las galaxias que se encuentran dentro del campo estudiado (identificadas tanto en esta tesis como en NED) y el segmento rojo, aquellas que se encuentran fuera de este.

<sup>1</sup><https://ned.ipac.caltech.edu>

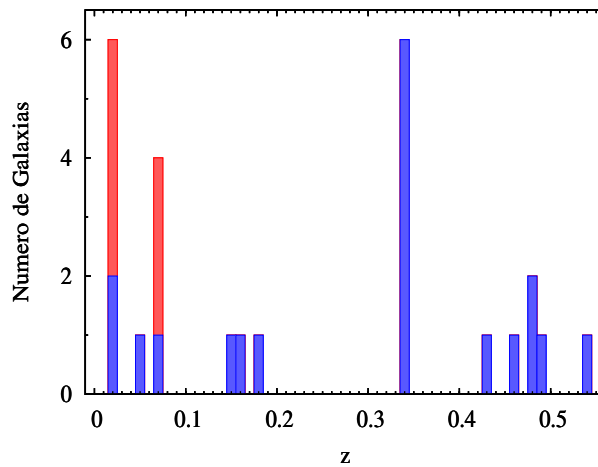


Figura 5.5: Distribución de  $z$  para fuentes observadas en un radio de 7 arcmin alrededor  $3C\ 66A$ . *Segmento azul*: galaxias dentro del campo estudiado. *Segmento rojo*: galaxias fuera del campo.

En el histograma se evidencian 3 concentraciones de galaxias: la primera a  $\langle z \rangle = 0.020$ , la segunda a  $\langle z \rangle = 0.067$  y la tercera a  $\langle z \rangle = 0.34$ :

- El primer grupo, con 6 miembros, presenta un corrimiento al rojo cercano al del cúmulo de Abell 347 ( $z = 0.0184$ , Abell 1958b). Este cúmulo se encuentra a una distancia proyectada de  $\sim 13$  Mpc, de la visual a  $3C\ 66A$ , por lo que las galaxias detectadas a este corrimiento al rojo podrían estar asociados al mismo. Del total de miembros reportados, dos se encuentran dentro del campo estudiado (objetos #14 y #22 de la Tabla 5.1) como se explicó anteriormente, pero sólo el #14 es reportado por primera vez.

En particular, en la línea de la visual al campo del blazar se encuentra el cúmulo pobre WBL 069, asociado a Abell 347, conformado por las galaxias UGC 1832 (G1 en la nomenclatura de Bowen et al. 1997), UGC 1837 y UGC 1841 (asociada a la radiofuente  $3C\ 66B$ ), y la compañera compacta de esta última, las cuales presentan un corrimiento al rojo promedio de  $\langle z \rangle = 0.02088$  (White et al., 1999).

- El segundo grupo está conformado por 4 miembros de los cuales uno se encuentra dentro del campo estudiado (G2 en la nomenclatura de Bowen et al. 1997), pero sin datos espectroscópicos reportados en esta tesis, mientras que los tres restantes se encuentran fuera de este. Estos objetos presentan corrimientos al rojo entre  $z = 0.0674 \rightarrow 0.0677$  según la información encontrada en el NED. Ninguno de sus miembros fue detectado en esta investigación.
- El tercer grupo está conformado por 6 miembros con corrimientos al rojo que van de  $z = 0.3390 \rightarrow 0.3402$ , todos identificados en esta tesis. Ningún miembro adicional ha sido reportado en otros trabajos para este grupo (dentro o fuera del campo observado).

La distribución espacial proyectada de los objetos que presentaron el mismo corrimiento al rojo (aproximado) alrededor de  $3C\ 66A$ , se muestran en la Figura 5.6. Estos

objetos se encuentran etiquetados a partir de la numeración expuesta en la Tabla 5.1 y se diferencian con colores relacionados a su valor de  $z$ .

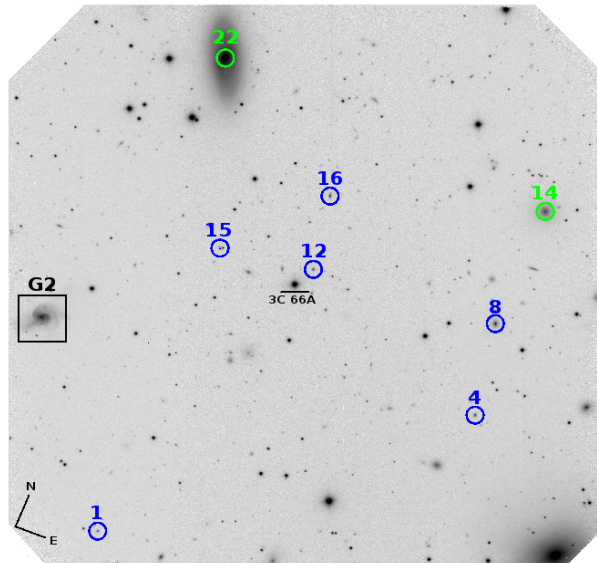


Figura 5.6: Distribución de galaxias con valores de  $z$  equivalente a  $z \sim 0.34$  (círculos azules) y  $z \sim 0.020$  (círculos verdes) en el campo de 3C 66A.

#### 5.1.4. Identificación de Secuencias Rojas en el DCM

Luego de haber caracterizado espectrofotométricamente diferentes galaxias en el campo de 3C 66A y de identificar su pertenencia a determinados grupos, se realiza un análisis detallado de su distribución en el DCM correspondiente, con el objetivo de comprobar si pertenecen a estructuras más complejas como cúmulos de galaxias en la línea de la visual de este blazar.

Como se dijo en la introducción a esta tesis, en un cúmulo de galaxias, los objetos de tipo temprano siguen una estricta relación color-magnitud (o secuencia roja), debido a que están dominados por poblaciones estelares viejas. En este tipo de objetos los efectos de la edad son poco importantes en los colores integrados, que por el contrario, sí están dominados por la metalicidad. En consecuencia, la secuencia roja de un cúmulo es un efecto de la mayor metalicidad en las galaxias más masivas, lo que las hace describir una tendencia, en su correspondiente DCM, con una baja dispersión en color (López-Cruz et al., 2004; Yee et al., 1999).

Teniendo en cuenta lo anterior se espera que los objetos de tipo temprano pertenecientes a los grupos detectados espectroscópicamente, estén relacionados con alguna de las sobredensidades visualizadas en el DCM de este campo (sección 5.1.2), permitiendo detectar cúmulos de galaxias con un corrimiento al rojo determinado. Vale la pena aclarar que en este caso sólo se tendrán en cuenta los objetos identificados dentro de cada campo, ya que son los únicos que cuentan con la fotometría necesaria (en los filtros correspondientes a las observaciones), para incluirlos en el análisis que se pretende realizar.

La distribución de objetos (pertenecientes a los grupos detectados) en el DCM, se muestra en la Figura 5.7.

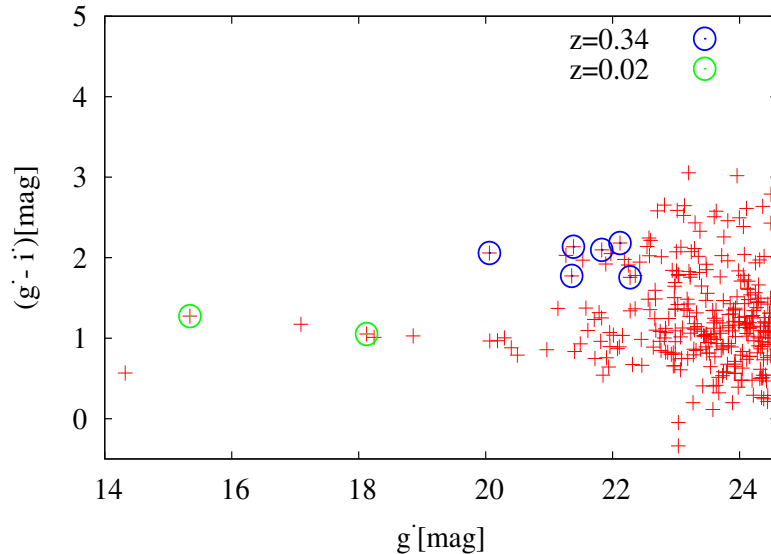


Figura 5.7: Distribución de galaxias con  $z$  espectroscópico en el DCM del campo de  $3C\ 66A$ .

En este diagrama se evidencia que los dos grupos encontrados en la sección anterior coinciden con las estructuras que describen secuencias rojas.

Para el grupo detectado a  $z \sim 0.02$ , si bien no hay más que dos miembros confirmados espectroscópicamente, su ubicación coincide con la secuencia roja mejor definida dentro del diagrama. Ambos objetos son galaxias elípticas, por lo que se espera que sigan la relación lineal de los objetos de tipo temprano del cúmulo al cual pertenecen. Esta secuencia se encuentra descrita por más de 12 objetos brillantes que siguen la misma relación color-magnitud, por lo que en este caso se puede identificar, con facilidad, miembros pertenecientes a este grupo. La morfología de estos objetos y su distribución en el DCM puede indicar la presencia de un cúmulo de galaxias a  $z \sim 0.02$ .

El grupo detectado a  $z \sim 0.34$  se encuentra ubicado en la secuencia roja menos prominente, sin embargo permite identificarla con facilidad por la cantidad de miembros confirmados espectroscópicamente. Los 6 objetos detectados para este grupo son galaxias elípticas, por lo que siguen la misma relación dentro del DCM, indicando la posible presencia de un cúmulo de galaxias a  $z \sim 0.34$ .

### 5.1.5. Detección de Cúmulos a partir de una CRS de Referencia

Para verificar si las secuencias rojas detectadas en el DCM de este campo son trazadas por cúmulos de galaxias presentes al mismo valor de  $z$  de los grupos encontrados espectroscópicamente, se aplicó una técnica de análisis que utiliza la secuencia roja de un cúmulo de referencia (*Cluster Red Sequence* o CRS en la terminología de Gladders &

Yee, 2000). Esta técnica parte del principio de universalidad de la secuencia roja de los cúmulos de galaxias (observada originalmente por Baum et al., 1959 y evidenciada en los trabajos de Gladders & Yee, 2000 y López-Cruz et al., 2004) en donde los miembros de tipo temprano siguen una estricta relación color-magnitud lineal, para identificar objetos con interacción física real. Según López-Cruz et al. (2004) esta relación puede ser representada por una línea recta que ajusta la secuencia roja descrita por dichos objetos y que cumple las siguientes características:

- Su color enrojece con el aumento de  $z$  debido al efecto de la corrección  $K$ .
- Su pendiente no presenta cambios considerables con la variación de  $z$ .
- Su dispersión en color es  $\sigma_{B-R} < 0.1 \text{ mag} \rightarrow \sigma_{g'-i'} = 0.04 \text{ mag}$ .

Estas características permiten deducir que la secuencia roja de un cúmulo de galaxias a cualquier valor de  $z$  puede ser representada por la misma función lineal desplazada, tanto en color como en magnitud, a partir de un modelo evolutivo de galaxias. Esta función puede ser la CRS de un cúmulo conocido y/o de referencia que se encuentre observada en los filtros de interés.

Por lo anterior, la técnica implementada en esta tesis para la verificación de secuencias rojas como trazadoras de cúmulos de galaxias requiere del siguiente procedimiento:

1. Obtener la CRS de un cúmulo de referencia en los filtros usados para observar el campo estudiado.
2. Graficar dicha CRS en el DCM del campo observado desplazada a los valores de  $z$  descritos por los grupos de galaxias encontrados en la sección 5.1.3.
3. Establecer la relación entre la CRS de referencia y los objetos con corrimiento al rojo espectroscópico determinado.

#### 5.1.5.1. Determinación de la CRS de Referencia

Para obtener la CRS de referencia se hizo uso del análisis fotométrico realizado por Chen et al. (2010) para 100 galaxias de tipo temprano pertenecientes al cúmulo de Virgo, a partir de imágenes tomadas con el SDSS en los filtros  $u$ ,  $g$ ,  $r$ ,  $i$ , y  $z$ . Estos datos fueron graficados en su respectivo DCM (ver Figura 5.8) y un ajuste lineal fue realizado. La ecuación obtenida para este ajuste es:

$$g' - i' = -0.0482g' + 1.6934. \quad (5.1)$$

Esta función corresponde a la CRS de Virgo por lo que es tomada en cuenta para el análisis de los resultados obtenidos en la sección 5.1.4.

#### 5.1.5.2. Desplazamiento de la CRS para la Detección de Cúmulos

Para graficar esta CRS en el DCM, desplazada a los valores de  $z$  de los principales grupos detectados en este campo, es necesario tener en cuenta su desplazamiento tanto en color como en magnitud. Los desplazamientos en color  $g' - i'$  y magnitud  $g'$  se calcularon

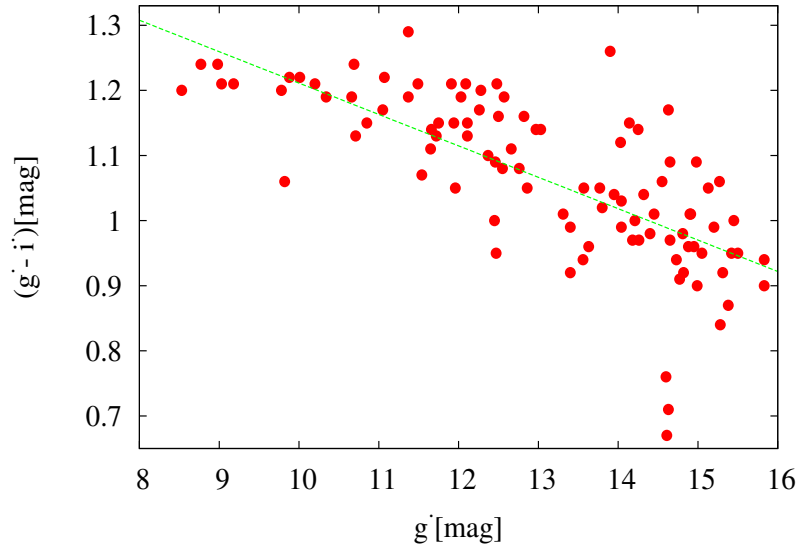


Figura 5.8: CRS de Virgo: Mejor ajuste obtenido (línea verde) para la fotometría de 100 galaxias (puntos rojo) del cúmulo de Virgo (Chen et al., 2010).

considerando la corrección K y la corrección por evolución determinadas a partir de los modelos de síntesis de poblaciones estelares de galaxias establecidos por Buzzoni (2005).

Estos desplazamientos fueron determinados para cada uno los valores de  $z$  de los grupos encontrados en el campo de *3C 66A* (ver Tabla 5.2).

$z$	$\Delta(g' - i')$	$\Delta g'$
<b>0.02</b>	0.037	2.200
<b>0.34</b>	0.893	10.330

Tabla 5.2: Desplazamiento en color y magnitud de la CRS de Virgo para los valores de  $z$  de los grupos identificados en el campo de *3C 66A*.

Para este campo la CRS de Virgo fue desplazada y graficada en su DCM a  $z = 0.02$  y  $z = 0.34$  (ver Figura 5.9), considerando que estos valores corresponden al corrimiento al rojo de los dos grupos de objetos que pusieron en evidencia secuencias rojas.

En la Figura 5.9 se puede observar que la CRS de Virgo desplazada a dichos valores de  $z$  coincide con las estructuras descritas por los objetos del entorno de *3C 66A*. Estas estructuras se reconocen como secuencias rojas de cúmulos de galaxias gracias a la coincidencia de la CRS de Virgo con la posición de los grupos identificados espectroscópicamente.

✓ La CRS de Virgo desplazada a  $z = 0.02$  permite reconocer un cúmulo de galaxias a  $z = 0.02 \pm 0.00065$  en el entorno del blazar con dos miembros identificados espectroscópicamente. Los objetos más brillantes del campo ( $20 < g' < 15$  mag) resultan ser miembros

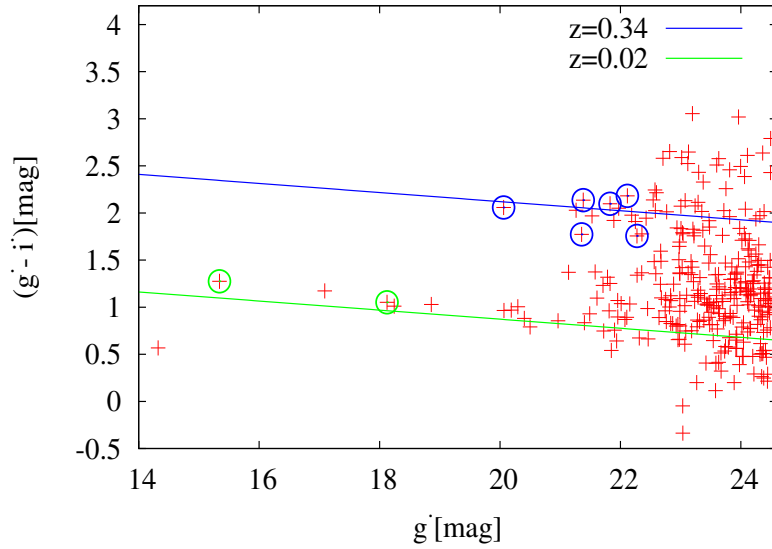


Figura 5.9: Posición de la CRS de Virgo para los valores de  $z$  correspondientes a los grupos de galaxias encontrados en el campo de 3C 66A.

de tipo temprano de esta estructura, presentando una baja dispersión alrededor de la CRS ( $\langle\sigma\rangle \sim 0.2 \text{ mag}$ ).

✓ La CRS de Virgo desplazada a  $z = 0.34$  identifica un segundo cúmulo de galaxias a  $z = 0.34 \pm 0.001$  con el mayor número de miembros identificados espectroscópicamente dentro del campo. Considerando que la galaxia más brillante de un cúmulo tiene una magnitud absoluta de  $\langle M_{g'} \rangle = -22 \text{ mag}$  (Ferrarese et al., 2016), a  $z = 0.34$  no se espera observar galaxias más brillantes que  $g' < 20.15 \text{ mag}$ , tal como se aprecia en la Figura 5.9. Sin embargo, la coincidencia entre la CRS de Virgo y el grupo de galaxias encontrado, pone en evidencia la presencia de este cúmulo en el entorno cercano del blazar.

### 5.1.6. Selección y Distribución de Candidatos a Miembros

Una vez confirmada la presencia de dos cúmulos en la línea de la visual de 3C 66A, se procede a identificar miembros probables (adicionales a los identificados espectroscópicamente) para cada uno, con el objetivo de observar su distribución en el campo y establecer una posible relación con el blazar. Esta identificación se realizó estableciendo una dispersión máxima en color y un límite en magnitud para el cual cada secuencia roja se encuentra bien definida. Estos límites varían para cada valor de corrimiento al rojo como se especifica a continuación.

- ✓ Cúmulo detectado a  $z = 0.34 \pm 0.001$ 
  - Para la secuencia roja de este cúmulo se calculó una dispersión en color equivalente a  $\sigma_{g'-i'} = 0.185 \text{ mag}$  en base a los seis miembros identificados espectroscópicamente. A partir de este valor se estableció que los miembros probables de este cúmulo son aquellos objetos que se encuentran dentro del rango de  $2\sigma_{g'-i'} = 0.37 \text{ mag}$  de la CRS,

considerando que para  $z > 0.3$  la CRS de diferentes cúmulos de galaxias presentan una diferencia en color pequeña ( $\Delta(g' - i') < 0.5$ ), por lo que un rango amplio de color, para la selección de candidatos probables, puede llegar a incluir objetos que se encuentran a diferentes valores de  $z$ . Por lo tanto, se fija una dispersión de  $2\sigma_{g'-i'}$  considerando como límite la posición, en color, de los miembros identificados espectroscópicamente, más distantes de la CRS.

- Se determinó un corte en magnitud límite que permite dejar fuera los datos más afectados por errores fotométricos y la contaminación de fondo. López-Cruz et al. (2004) proponen en su trabajo que la magnitud de corte apropiada para la selección de miembros de cúmulos corresponde a 2 mag por debajo de la función de luminosidad típica de un cúmulo (o magnitud característica).

Según la *ley de Schechter*, la magnitud característica de una galaxia es  $M_R^* = -20.3 + 5 \log h$ . Teniendo en cuenta la cosmología adoptada en esta tesis, esta magnitud es entonces  $M_R^* = -21.10$  mag. Al transformarla al sistema fotométrico de Gunn-Sloan (utilizando la ecuación 5.2 determinada en base a los colores dados en el trabajo de Buzzoni 2005), su valor correspondiente en el filtro  $g'$  es  $M_{g'}^* = -20.26$  mag.

$$M_{g'} = M_R + 0.834. \quad (5.2)$$

Por lo tanto, considerando la recomendación de López-Cruz et al. (2004), la magnitud absoluta de corte apropiada para la selección de miembros de cúmulos corresponde a  $M_{g'_C} = -18.26$  mag.

Para esta secuencia roja el corte en magnitud fue definido en  $g' < 24$  mag, lo que corresponde a una magnitud absoluta de  $M_{g'_C} = -18.15$  mag. Al comparar este valor con la magnitud característica  $M_{g'}^*$ , se puede inferir que la luminosidad del mismo corresponde al límite entre galaxias elípticas enanas y de luminosidad intermedia. Esto quiere decir que el corte establecido es suficiente para trazar la CRS, sin llegar a la zona dominada por errores fotométricos, y que los miembros probables de este cúmulo son aquellos objetos con magnitudes absolutas entre  $-18.15 < M_{g'} < -22$  mag. Por lo tanto, es probable, que la sección del cúmulo observada corresponda a la región central del mismo.

- ✓ Cúmulo detectado a  $z = 0.02 \pm 0.00065$
- Dado que para este cúmulo sólo se identificaron 2 galaxias, se consideró la dispersión en color recomendada por Smith Castelli et al. (2008) para la CRS del cúmulo de Antlia ( $\sigma_{C-T_1} \sim 0.1$  mag). Esta dispersión fue transformada al sistema fotométrico de Gunn-Sloan, a través de los colores dados por Buzzoni (2005) para galaxias de diferentes edades, a partir de la ecuación 5.3.

$$g' - i' = \frac{C - T_1}{2.41}. \quad (5.3)$$

Esta ecuación de transformación permitió establecer que la dispersión referida en el trabajo de Smith Castelli et al. (2008) para el color  $g' - i'$  corresponde a  $\sigma_{g'-i'}$  =



0.04 mag. Por lo cual, considerando como valor límite la posición en color de los dos miembros detectados espectroscópicamente, se establece que la dispersión en color para la secuencia roja de este cúmulo es  $4\sigma_{g'-i'} = 0.16$  mag.

- El corte en magnitud límite definido para esta secuencia roja es  $g' < 20.2$  mag, lo que corresponde a una magnitud absoluta de  $M_{g'_C} = -14.5$  mag. Es decir, que para magnitudes más débiles que  $M_{g'_C}$ , la CRS puede estar contaminada por objetos de fondo y/o objetos tardíos lejanos que coinciden con la CRS por efectos de la corrección  $K$ . Comparando este corte con la magnitud característica  $M_{g'}^*$  calculada anteriormente, se puede identificar que el mismo corresponde a galaxias elípticas enanas, tal que, si los errores fotométricos son suficientemente pequeños, la CRS está bien definida hasta ese valor aproximadamente (Smith Castelli et al. 2008, Calderón et al. 2015). Por lo tanto, se consideran miembros probables de este cúmulo aquellos objetos con magnitudes absolutas entre  $-14.5 < M_{g'} < -19.2$  mag. Este rango de magnitudes permite identificar que la sección del cúmulo observada, está dominada por elípticas enanas.

Los límites definidos en cada caso permiten proponer 35 objetos como miembros probables para el cúmulo detectado a  $z = 0.34 \pm 0.001$  y 3 objetos como miembros probables para el cúmulo detectado a  $z = 0.02 \pm 0.00065$  (ver Figura 5.10).

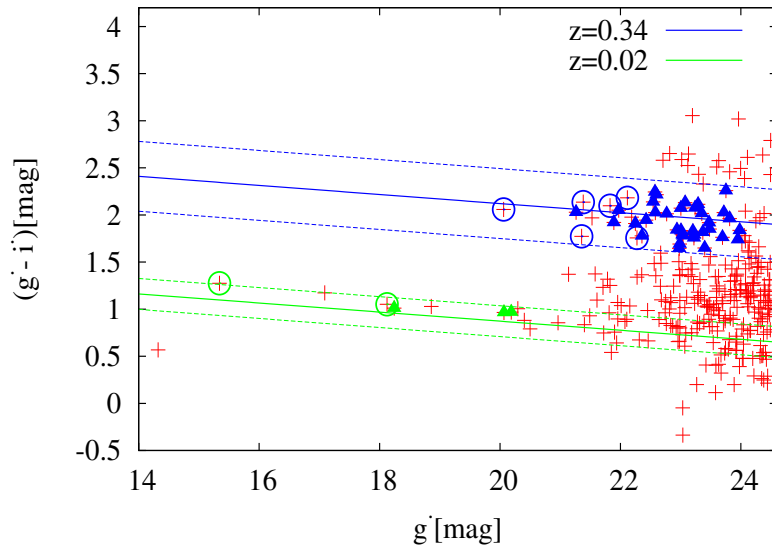


Figura 5.10: Miembros probables de cúmulos de galaxias a:  $z \approx 0.34$  (triángulos azules) y a  $z \approx 0.02$  (triángulos verdes) en el DCM del campo de 3C 66A.

Los objetos presentes dentro de los límites definidos que no fueron elegidos como miembros probables, son galaxias que presentan un corrimiento al rojo espectroscópico que no coincide con el valor de  $z$  del cúmulo. Estos objetos son particularmente galaxias tardías, miembros de grupos lejanos, que coinciden en color con algunas CRS más cercanas debido a que, si bien están dominadas por poblaciones estelares jóvenes y sus colores intrínsecos son azules, la corrección  $K$  los enrojece.

Los objetos elegidos como miembros probables fueron graficados en el campo junto con los miembros confirmados espectroscópicamente, con el fin de visualizar su distribución alrededor del blazar (ver Figura 5.11).

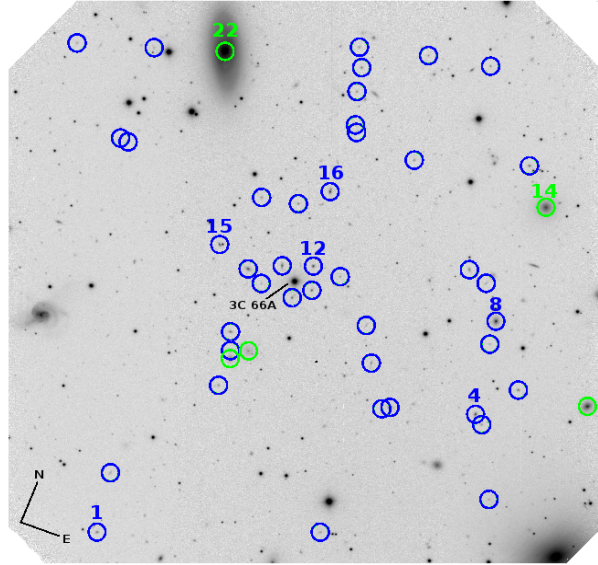


Figura 5.11: Distribución de los miembros confirmados y probables para los cúmulos detectados a  $z \approx 0.34$  (círculos azules) y a  $z \approx 0.02$  (círculos verdes) dentro del campo de *3C 66A*. Se indican con números los objetos con  $z$  espectroscópico.

En este gráfico se puede observar que para el cúmulo detectado a  $z = 0.34 \pm 0.001$ , el 40 % de los miembros (identificados espectroscópicamente y propuestos) se encuentran particularmente concentrados hacia *3C 66A* (círculos azules). Mientras que para el cúmulo detectado a  $z = 0.02 \pm 0.00065$  no se puede observar ninguna tendencia en la distribución espacial de sus miembros (círculos verdes). En este último caso se deben tener en cuenta dos particularidades:

1. Considerando que el radio de Abell típico para un cúmulo de galaxias es de  $1.7'/z$  (Abell, 1958a), se puede establecer que un cúmulo a  $z = 0.02$  abarca 85 arcmin.
2. El campo de GMOS es de  $5.5 \times 5.5$  arcmin.

Esto indica que el campo analizado en esta tesis permite visualizar sólo una parte de este cúmulo, por lo cual, resulta lógica la escasa detección de objetos a  $z = 0.02$  y la distribución no concentrada de los miembros identificados dentro del campo. Esta realidad no impide detectar la presencia de esta estructura debido a que parte de su secuencia roja se puede visualizar en el DCM. Sin embargo, se descarta la posibilidad de que este cúmulo pueda estar relacionado con el blazar, considerando que este valor de corrimiento al rojo es muy inferior a todos los límites inferiores publicados para este objeto y que a esta distancia su galaxia anfitriona sería claramente detectada (ver sección 5.1.7.1).

### 5.1.7. Detección del Cúmulo Anfitrión de 3C 66A

Considerando la distribución particular de los objetos pertenecientes al cúmulo detectado a  $z = 0.34 \pm 0.001$ , se puede establecer su relación con el objeto 3C 66A. Para argumentar dicha relación, se realizó un análisis de la galaxia anfitriona de este objeto.

#### 5.1.7.1. La Galaxia Anfitriona de 3C 66A

Para intentar detectar la galaxia anfitriona de este blazar fue necesario analizar la imagen final obtenida para su campo en el filtro  $g'$  (teniendo en cuenta que en el filtro  $i'$  la imagen se encuentra saturada). Este análisis se realizó a partir de la tarea PSFMEASURE de IRAF la cual permitió ajustar una función Moffat (ver ecuación 5.4) a la PSF del blazar y a la de 12 estrellas de campo.

$$I(r) = \frac{1}{1 + (r/\alpha^2)^\beta} \quad (5.4)$$

En la ecuación 5.4 los parámetros  $\alpha$  y  $\beta$  definen la forma de la función, siendo  $\alpha$  el parámetro radial relacionado con el FWHM a través de la ecuación 5.5.

$$FWHM = 2\alpha\sqrt{2^{1/\beta} - 1} \quad (5.5)$$

En este análisis se encontró que el FWHM del blazar es marginalmente más grande que el valor promedio obtenido para el FWHM de las estrellas en un factor de  $2.49\sigma$ . De la misma forma, se encontró que el parámetro  $\beta$  para el blazar es  $4\sigma$  más grande que el valor promedio obtenido para las estrellas. Esto significa que la galaxia anfitriona de este objeto es resuelta marginalmente en la imagen, de acuerdo con Wurtz et al. (1996). Sin embargo, la presencia de halos de luz difusa alrededor del AGN y de las estrellas brillantes, en las imágenes analizadas, hacen que este resultado sea incierto.

Posteriormente, se simularon imágenes de una galaxia elíptica (representada por un modelo de de Vaucouleurs) con  $M_R = -22.5$  mag y  $R_{eff} = 10$  kpc (Sbarufatti et al., 2005b; Shaw et al., 2013) albergando un AGN (modelado a partir de una estrella brillante de campo escaleada convenientemente) para diferentes valores de  $z$  (ver Figura 5.12).

Estas simulaciones mostraron que una galaxia anfitriona a  $z = 0.067$  y/o  $z = 0.02$  (correspondiente a los valores de  $z$  de los grupos encontrados en el campo de este blazar) sería fácilmente detectada, mientras que a  $z = 0.34$ , no se detecta como consecuencia a que la misma se pierde entre la luz difusa. Esto permite descartar un valor bajo de corrimiento al rojo para 3C 66A, corroborando que los cúmulos detectados a  $z = 0.020$  y  $z = 0.067$ , son estructuras de primer plano.

#### 5.1.7.2. El Cúmulo Anfitrión de 3C 66A

Habiendo descartado la posibilidad de que el objeto 3C 66A se encuentre relacionado con los cúmulos detectados en su campo a bajo corrimiento al rojo ( $z = 0.067$  y  $z = 0.02$ ), se propone que el mismo se encuentra albergado en una galaxia de tipo temprano asociada al cúmulo detectado en la línea de la visual a  $z = 0.34 \pm 0.001$ . Esto se determina a partir de las siguientes evidencias:

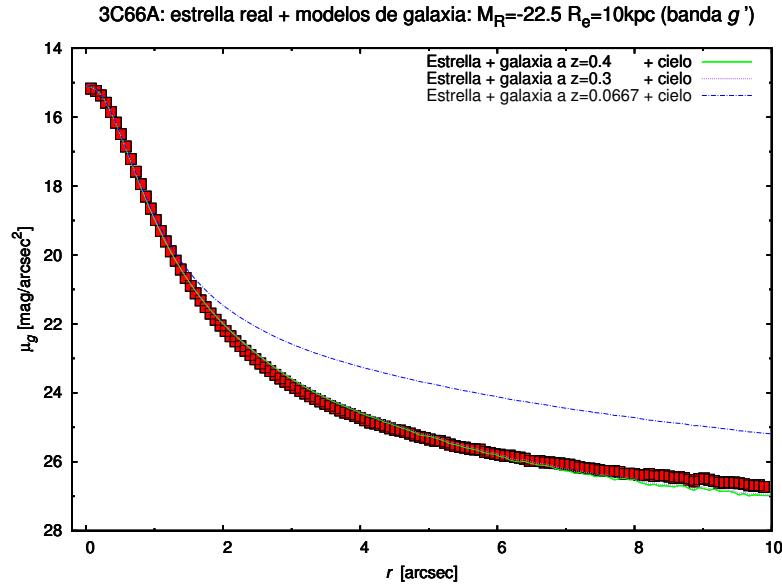


Figura 5.12: Modelo de la galaxia anfitriona de *3C 66A* para diferentes valores de  $z$ . *Cuadros rojos*: datos observacionales. *Líneas solidas y punteadas*: brillo superficial de una galaxia anfitriona a distintos valores de  $z$ .

- Suponiendo que *3C 66A* se encuentre albergado en una galaxia elíptica masiva como se ha observado comúnmente para los blazares de tipo BL Lac (Urry et al., 2000), la misma se encuentra a  $z > 0.3$  como se demostró a partir de las simulaciones realizadas en la sección 5.1.7.1.
- En la Figura 5.11 se observa que este blazar se encuentra rodeado de objetos de tipo temprano que pertenecen al mismo cúmulo de galaxias, como se ha evidenciado comúnmente para galaxias anfitrionas de objetos BL Lac (Coil et al., 2008).
- En el último estudio reportado para *3C 66A* por Furniss et al. (2013), se establece (con el 99% de confiabilidad) en base a la identificación de características de absorción del medio intergaláctico ( $\text{Ly}\alpha$ ), que el límite inferior de corrimiento al rojo para esta fuente es  $z \geq 0.3347$  mientras que el superior es  $z < 0.41$ , poniendo a  $z = 0.34 \pm 0.001$  dentro del rango establecido.
- El límite inferior propuesto en esta tesis para el corrimiento al rojo de *3C 66A*, obtenido del análisis realizado por el Dr. Buzzoni, es de  $z \geq 0.33$ . Este valor es consistente con el resultado obtenido por (Furniss et al., 2013) y con las evidencias anteriormente expuestas.

Por lo anterior se determina que el corrimiento al rojo del blazar *3C 66A* es  $z = 0.34 \pm 0.001$ .

## 5.2. Análisis del Campo de PG 1553+113

El análisis de este campo se realizó utilizando las mismas herramientas empleadas para el análisis del campo de *3C 66A*. Por lo cual se omite la explicación de algunos apartes de la metodología.

### 5.2.1. Diagrama Color-Magnitud

A partir de la fotometría realizada con SEXTRACTOR se elaboró el diagrama color-magnitud (DCM) del campo de *PG 1553+113* (ver Figura 5.13) con el objetivo de visualizar la distribución de las galaxias identificadas.

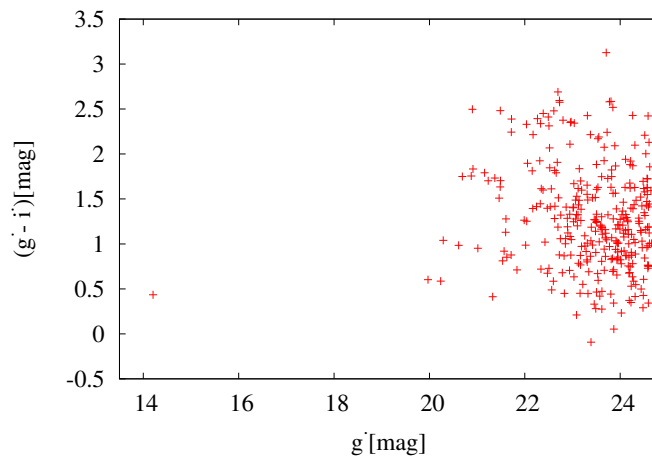


Figura 5.13: Diagrama color-magnitud elaborado para el campo de *PG 1553+113*.

Las características más representativas dentro de este DCM son:

1. Las galaxias identificadas se encuentran distribuidas en un rango amplio de color: 0.3 mag  $\rightarrow$  1.7 mag.
2. Aunque no hay galaxias más brillantes que 20 mag (a excepción del blazar), se pueden observar tres fragmentos con tendencias particulares (poco prominentes) con colores alrededor de 1 mag, 1.8 mag y 2.5 mag.

Estas características permiten identificar tres regiones con sobredensidad de objetos que, en principio, parecen ser parte de secuencias rojas de cúmulos de galaxias a diferentes valores de  $z$ . Para reconocer estas estructuras como tal, se debe realizar un análisis detallado que permita confirmar que estos objetos presentan una asociación física real.

### 5.2.2. Identificación de Grupos de Galaxias

En base a los datos espectroscópicos obtenidos en la sección 4.2.1 para el campo de *PG 1553+113*, se realizó un análisis cuantitativo con el objetivo de detectar la presencia de grupos de galaxias en el entorno cercano del blazar.

En este campo se determinó el corrimiento al rojo para 13 objetos de los 26 seleccionados como se especifica en la Tabla 5.3. Las características de la tabla son las mismas que para el campo anterior.

Para este campo hay datos espectroscópicos adicionales reportados en el trabajo de Prochaska et al. (2011). En particular los objetos 2215 y 1892 de dicho trabajo corresponden a los objetos #1 y #8 de esta tesis, respectivamente. Estos objetos son reportados

#	ID	AR <sub>J2000</sub> (hh:mm:ss)	Dec <sub>J2000</sub> (°:':")	$g'$ (mag)	$i'$ (mag)	$z$	Morfología
1	PG 1553+113_1 <sup>a,2215</sup>	15:55:36.8	11:12:43.1	20.6894	18.9397	0.2615 ± 0.0007	Elíptica
2	PG 1553+113_2	15:55:33.7	11:11:15.3	21.5343	20.7223	0.2230 ± 0.00130	Irregular o Esp
3	PG 1553+113_3	15:55:37.3	11:11:03.8	21.8858	19.7139	...	Estrella
4	PG 1553+113_4	15:55:37.0	11:10:22.5	21.0159	20.0635	0.2230 ± 0.00023	Espiral S0?
5	PG 1553+113_5 <sup>b</sup>	15:55:39.6	11:13:45.6	21.2328	19.5308	0.2656 ± 0.00140	Elíptica
6	PG 1553+113_6	15:55:37.5	11:11:46.5	22.4723	21.0758	...	?
7	PG 1553+113_7	15:55:45.7	11:13:44.1	21.7131	20.8365	...	Espiral
8	PG 1553+113_8 <sup>c,1892</sup>	15:55:44.7	11:13:35.3	21.7173	19.4735	0.3920 ± 0.00130	Elíptica
9	PG 1553+113_9	15:55:41.7	11:13:02.7	21.6041	20.3257	...	Irregular o Esp
10	PG 1553+113_10	15:55:42.6	11:12:30.1	23.8195	21.9966	...	Espiral
11	<b>PG 1553+113</b>	15:55:43.1	11:11:24.5	14.204	13.7692	...	BL Lac
12	PG 1553+113_12	15:55:44.2	11:11:04.5	22.8667	21.4569	...	Irregular
13	PG 1553+113_13	15:55:48.4	11:10:40.9	22.6092	20.1299	0.5213 ± 0.0018	Elíptica
14	PG 1553+113_14	15:55:51.3	11:13:06.1	23.0300	22.3963	...	Irregular?
15	PG 1553+113_15	15:55:44.5	11:09:19.8	23.1687	20.5059	0.3524 ± 0.00025	Elíptica
16	PG 1553+113_16 <sup>1947</sup>	15:55:43.3	11:09:34.2	21.3714	19.6385	0.4308 ± 0.00200	Espiral
17	PG 1553+113_17	15:55:50.5	11:09:03.1	22.3392	21.6191	0.1467 ± 0.00048	Espiral
18	PG 1553+113_18 <sup>1683</sup>	15:55:49.5	11:09:11.4	19.9712	19.3688	0.1464 ± 0.00042	Espiral
19	PG 1553+113_19	15:55:49.7	11:09:53.7	22.881	20.757	0.4357 ± 0.00200	Elíptica o S0
20	PG 1553+113_20	15:55:47.5	11:09:03.3	22.5636	22.0743	...	?
21	PG 1553+113_1_NS	15:55:36.4	11:14:19.1	22.6257	21.3433	0.1283 ± 0.00018	Espiral
22	PG 1553+113_2_NS <sup>a</sup>	15:55:36.8	11:12:43.1	20.6894	18.9397	0.2614 ± 0.00011	Elíptica
23	PG 1553+113_3_NS	15:55:41.7	11:13:02.7	21.6041	20.3257	...	Espiral
24	PG 1553+113_4_NS	15:55:37.5	11:11:24.5	21.4912	19.7878	0.3235 ± 0.00019	Espiral
25	PG 1553+113_5_NS <sup>b</sup>	15:55:39.6	11:13:45.6	21.2328	19.5308	0.2657 ± 0.00059	Elíptica
26	PG 1553+113_6_NS <sup>c</sup>	15:55:44.7	11:13:35.3	21.7173	19.4735	0.3907 ± 0.00054	Elíptica
27	PG 1553+113_8_NS	15:55:46.8	11:12:02.2	21.4843	19.8505	...	Elíptica o S0?
28	PG 1553+113_9_NS	15:55:44.9	11:09:15.7	21.1559	19.3645	...	Elíptica o S0?
29	PG 1553+113_11_NS	15:55:52.1	11:11:01.3	22.7291	20.1542	...	Espiral
30	1872	15:55:44.6	11:08:53.0	20.2891	19.2498	0.3149	Espiral
31	1919	15:55:43.9	11:11:57.0	21.4865	19.0046	0.4344	Elíptica
32	2037	15:55:41.6	11 13 10.0	21.7222	19.3341	0.3906	Elíptica
33	2336	15:55:33.3	11:09:48.0	20.8774	19.1218	0.1660	Espiral
34	2453	15:55:30.4	11:10:15.0	20.913	19.0796	0.2555	Elíptica
35	2501	15:55:29.5	11:10:22.0	21.4025	19.4031	0.3043	Elíptica

<sup>a</sup>, <sup>b</sup> y <sup>c</sup>: Galaxias observadas en ambos modos espectroscópicos: clásico y *N&S*

<sup>2215</sup>, <sup>1892</sup>, <sup>1947</sup> y <sup>1683</sup>: Denominación de objetos en el trabajo de Prochaska et al. (2011)

1872, 1919, 2037, 2336, 2453 y 2501: Galaxias presentes en el campo observado, con  $z$  espectroscópico reportado por Prochaska et al. (2011).

Tabla 5.3: Datos espectro-fotométricos obtenidos para cada uno de los objetos seleccionados en el campo de *PG 1553+113*. Col. 1: número de ranura; Col. 2: nombre asignado a la fuente; Col. 3: ascensión recta; Col. 4: declinación; Col. 5: magnitud aparente en el filtro  $g'$ ; Col. 6: magnitud aparente en el filtro  $i'$ ; Col. 7: corrimiento al rojo; Col. 8: morfología.

con valores de corrimiento al rojo de  $z_{2215} = 0.2618$  y  $z_{1892} = 0.3913$ , encontrándose dentro del error de los valores calculados en esta investigación:  $z_{\#1} = 0.2615 \pm 0.0007$  y  $z_{\#8} = 0.3920 \pm 0.0013$ . Adicionalmente, Prochaska et al. (2011) reportan los objetos 1872, 1919, 2037, 2336, 2453 y 2501. Estos objetos se encuentran dentro del campo observado pero no fueron seleccionados para obtener su espectro, por lo que se adoptan los valores allí determinados.

Para este campo también se realizó un diagrama de distribución de los valores de  $z$

teniendo en cuenta tanto los datos obtenidos en esta tesis como los reportados en la base de datos del NED en un radio de 10 arcmin alrededor de *PG 1553+113* (ver Figura 5.14). Este radio se determinó teniendo en cuenta el límite más cercano para el cual se reportaron múltiples objetos con el mismo valor de corrimiento al rojo espectroscópico, considerando que los mismos podrían pertenecer a algún cúmulo que fuera detectado en este campo y que su detección hubiera quedado restringida por el tamaño del campo visual de GMOS.

En el diagrama de la Figura 5.14 cada barra representa el número total de objetos, con corrimiento al rojo espectroscópico, encontrados en el radio establecido. El segmento azul representa las galaxias que se encuentran dentro del campo observado y el segmento rojo todos las galaxias fuera de este. Vale la pena aclarar que todos los objetos con corrimiento al rojo espectroscópico encontrados fuera del campo (y registrados en el NED) fueron reportados por Prochaska et al. (2011).

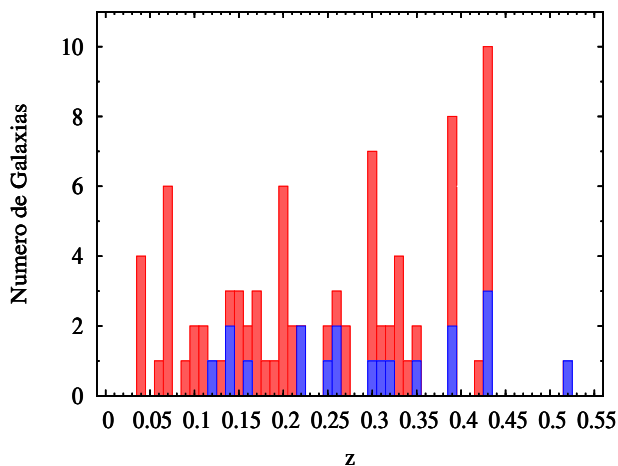


Figura 5.14: Distribución de  $z$  para las fuentes observadas en un radio de 10 arcmin alrededor de *PG 1553+113*. *Segmento azul*: galaxias dentro del campo estudiado. *Segmento rojo*: galaxias fuera del campo.

En el histograma se evidencia la gran dispersión de distancias que hay en el entorno cercano del blazar. Se observan tres concentraciones menores de objetos, que se encuentran fuera del campo, a  $\langle z \rangle = 0.04$ ,  $\langle z \rangle = 0.07$  y  $\langle z \rangle = 0.20$ , y cuatro concentraciones principales, con miembros presentes tanto dentro como fuera del campo, a  $\langle z \rangle = 0.26$ ,  $\langle z \rangle = 0.30$ ,  $\langle z \rangle = 0.39$  y  $\langle z \rangle = 0.43$ . A continuación se especifican las características de los cuatro últimos grupos:

- El grupo de galaxias detectado a  $\langle z \rangle = 0.26$  está conformado por 3 miembros, dos dentro del campo (objetos #1 y #5) y uno fuera de este (objeto 1989). Las tres fuentes fueron reportadas en el trabajo de Prochaska et al. (2011), confirmando el valor de corrimiento al rojo determinado en esta tesis. El gas asociado a estas galaxias o al medio intergaláctico podría estar relacionado con el absorbedor Ly $\alpha$  (*foreground*) detectado por Danforth et al. (2010) a  $z = 0.2656$  en el espectro UV de *PG 1553+113*.
- El grupo de galaxias detectado a  $\langle z \rangle = 0.30$  está conformado por 7 miembros: uno

dentro del campo estudiado (objeto #35) y 6 fuera de este. Todas las fuentes de este grupo fueron reportadas en el trabajo de Prochaska et al. (2011).

- El grupo de galaxias detectado a  $\langle z \rangle = 0.39$  está conformado por ocho miembros: dos dentro del campo (#8 y #26) y seis fuera de este. El objeto #26 es reportado por primera vez en esta tesis mientras que el objeto #8 ya había sido reportado en el trabajo de Prochaska et al. (2011) a  $z = 0.3913$ . Este valor confirma el corrimiento al rojo determinando en este estudio,  $z = 0.3920 \pm 0.0013$ , con una diferencia que se encuentra dentro del error. Al igual que en el grupo de galaxias detectado a  $\langle z \rangle = 0.26$ , el gas asociado a este grupo podría ser el responsable de los absorbedores  $\text{Ly}\alpha$  y  $\text{Ly}\beta$  (*foreground*) detectados por Danforth et al. (2010) a  $z = 0.395$ .
- El grupo de galaxias detectado a  $\langle z \rangle = 0.43$  está conformado por diez miembros: tres dentro del campo estudiado (#16, #19 y #31) y siete fuera de este. De los objetos que se encuentran dentro del campo, dos fueron detectados en esta tesis (#16 y #19) pero sólo el #19 es reportado por primera vez. En el entorno cercano del blazar, hay un cúmulo reportado a  $z = 0.433$ . Este fue denominado *WHL J155553.1+110723* por Wen et al. (2009), quienes lo detectaron a partir de un algoritmo de búsqueda de cúmulos aplicado a la liberación de datos 6 del Sloan Digital Sky Survey (DR6). El mismo cúmulo es denominado *GMBCG J238.97596+11.13813* en el trabajo de Hao et al. (2010), quienes lo detectaron a  $z = 0.435$  luego de aplicar el algoritmo *Gaussian Mixture Brightest Cluster Galaxy* (GMBCG) a datos del DR7. Este algoritmo encuentra cúmulos mediante la identificación de su secuencia roja y del objeto más brillante, asociando miembros a la misma y estableciendo una relación entre su color y un valor de  $z$ . Las mediciones realizadas en los dos trabajos son fotométricas y coinciden para más de 22000 cúmulos detectados.

La distribución de estos objetos en el campo se muestra en la Figura 5.15. Cada concentración se etiquetó con los números correspondientes a la Tabla 5.3 y con diferentes colores para cada valor aproximado de  $z$ .

Aunque en el entorno de *PG 1553+113* existen diversos grupos de objetos, la mayoría de estos presentan pocos miembros confirmados espectroscópicamente, por lo que resulta difícil asociarlos a algún cúmulo de galaxias.

### 5.2.3. Identificación de Secuencias Rojas en el DCM

Luego de caracterizar espectrofotométricamente diferentes galaxias en este campo y de detectar su pertenencia a diferentes grupos, se realiza el análisis de su distribución dentro del DCM con el objetivo de identificar su pertenencia a grupos o cúmulos de galaxias en el entorno cercano del blazar.

Considerando la particular característica de los cúmulos de galaxias en donde los objetos de tipo temprano siguen una relación color-magnitud lineal con baja dispersión en color (López-Cruz et al., 2004), se espera que las galaxias de tipo S0 y/o E, identificadas en cada grupo, permitan detectar el cúmulo al cual pertenecen.



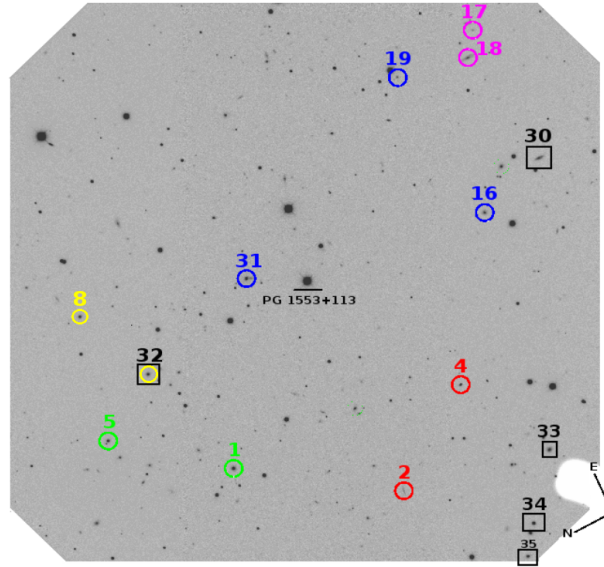


Figura 5.15: Distribución de galaxias con valores de  $z$  equivalentes a:  $z \sim 0.43$  (círculos azules),  $z \sim 0.39$  (círculos amarillos),  $z \sim 0.26$  (círculos verdes),  $z \sim 0.147$  (círculos violetas) y  $z \sim 0.22$  (círculos rojos), en el campo de *PG 1553+113*. Los objetos con recuadro negro fueron reportados por Prochaska et al. (2011).

La distribución de los objetos (pertenecientes a los grupos detectados) dentro del DCM, se muestra en la Figura 5.16.

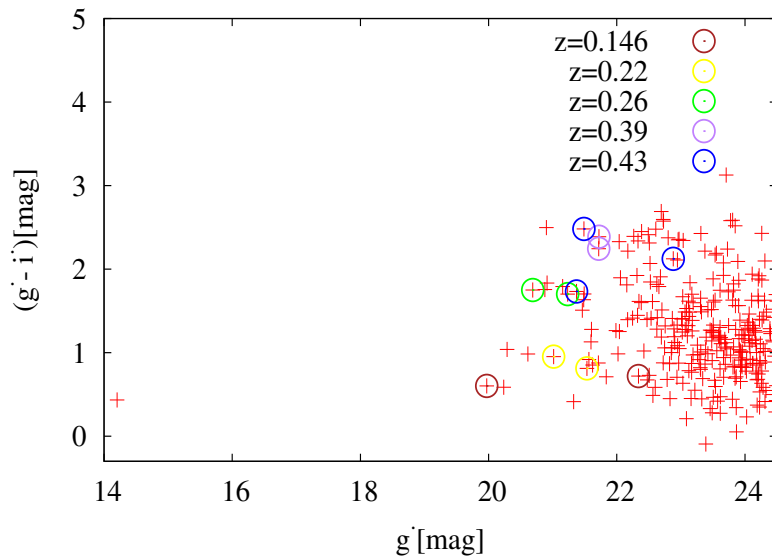


Figura 5.16: Distribución de galaxias con  $z$  espectroscópico en el DCM del campo de *PG 1553+113*.

En este diagrama la variedad de fuentes, con corrimiento al rojo determinado, hace difícil relacionar las parejas detectadas con las sobredensidades de objetos presentes. Por lo tanto, es necesario tener en cuenta específicamente, la posición de los objetos de tipo

temprano.

Las parejas de objetos que se encuentran a  $z \sim 0.146$  y  $z \sim 0.22$  están conformadas por galaxias tardías (espirales), por lo cual no trazan ninguna tendencia y tampoco se pueden relacionar con la sobredensidad de objetos sobre la cual se encuentran.

El grupo de objetos a  $z \sim 0.26$  está conformado por dos galaxias elípticas. Su posición dentro del diagrama, sobre una de las aparentes secuencias rojas, indica que la misma puede corresponder a un cúmulo de galaxias al mismo valor de  $z$ .

Finalmente, se observa que la pareja de objetos que se encuentran a  $z \sim 0.39$  (objetos #26 y #32) coinciden con la posición (en color) de dos galaxias elípticas pertenecientes al grupo que se encuentra a  $z \sim 0.43$  (objetos #19 y #31). En este caso particular, se debe tener en cuenta que para cúmulos a alto corrimiento al rojo, la diferencia en color de su secuencia roja es del orden de  $\Delta(g' - i')_{z \rightarrow 0.43-0.39} = 0.09 \text{ mag}$ , en consecuencia, la misma puede representar un cúmulo a cualquiera de los dos valores de  $z$ , o puede ser la evidencia de la superposición de dos secuencias rojas. Sin embargo, considerando que Danforth et al. (2010) reportaron un límite inferior para *PG 1553+113* de  $z = 0.4326$  y una estructura *foreground* a  $z = 0.395$ , se puede suponer que la región con sobredensidad de objetos analizada es una secuencia roja trazada por un cúmulo de galaxias a  $z = 0.43$ . De ser así, es necesario tener en cuenta que parte de las fuentes ubicadas en esta estructura pueden ser contaminantes a  $z = 0.39$ , por lo que para identificar su verdadero corrimiento al rojo, se requiere de un indicador más preciso.

#### 5.2.4. Detección de Cúmulos a partir de una CRS de Referencia

Haciendo uso de la misma técnica de análisis implementada en el campo de *3C 66A*, la identificación de cúmulos en este campo se hizo a partir de la CRS de Virgo. Esto, con el fin de comprobar si las secuencias rojas detectadas en la sección anterior trazan cúmulos de galaxias presentes a los mismos valores de  $z$  de los grupos encontrados en el entorno del blazar.

Para este caso particular se determinaron los desplazamientos, en color y magnitud, de la CRS de Virgo para algunos valores de corrimiento al rojo medidos para objetos del entorno (ver Tabla 5.4). Sin embargo, no todos los desplazamientos coincidieron con las secuencias rojas presentes en el DCM.

$z$	$\Delta(g' - i')$	$\Delta g'$
<b>0.04</b>	0.083	5.247
<b>0.39</b>	1.019	10.640
<b>0.43</b>	1.104	10.900

Tabla 5.4: Desplazamiento en color y magnitud de la CRS de Virgo para algunos valores de  $z$  identificados en el campo de *PG 1553+113*.

En la Figura 5.17 se visualizan aquellos desplazamientos de la CRS de Virgo que coincidieron con alguna de las estructuras sobresalientes en el diagrama. Aunque dentro

del campo no fueron detectados objetos a  $z = 0.04$ , la CRS de Virgo fue desplazada a este valor de  $z$  teniendo en cuenta que es uno de los grupos de objetos presentes en el entorno del blazar, según se puede observar en el histograma de la sección 5.2.2. Sin embargo, no hay miembros identificados espectroscópicamente dentro del campo, coincidentes en posición con esta estructura, que permitan confirmar que la misma es descrita por un cúmulo presente a dicho valor de  $z$ . Por lo cual, se observó la morfología de las tres galaxias más brillantes que siguen esta aparente secuencia roja, confirmando que los dos objetos de mayor brillo corresponden a galaxias tardías a  $z > 0.04$  (enrojecidos por efectos de la corrección  $K$ ), mientras que la tercera es una elíptica de  $g' = 20.1$  mag que, a este valor de  $z$ , tendría una magnitud absoluta de  $M_{g'} = -15.23$  mag, lo que permitiría identificarla como una candidata a enana elíptica.

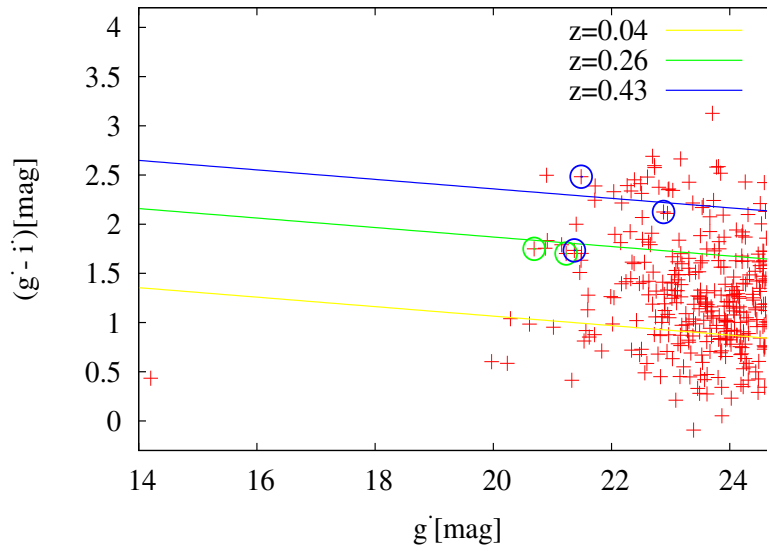


Figura 5.17: Posición de la CRS de Virgo para los valores de  $z$  correspondientes a los grupos de galaxias encontrados en el campo de *PG 1553+113*.

✓ La CRS de Virgo desplazada a  $z = 0.26$  identifica la presencia de un cúmulo de galaxias a  $z = 0.2635 \pm 0.001$  con dos miembros confirmados espectroscópicamente. Estos dos objetos son galaxias de tipo temprano que se encuentran alrededor de la CRS de Virgo con baja dispersión,  $\sigma < 0.1$  mag.

✓ La CRS de Virgo desplazada a  $z = 0.43$  coincide con una de las regiones que presenta sobredensidad de objetos con tendencia lineal dentro del DCM. De los tres objetos identificados a este valor de  $z$ , dos son de tipo temprano (objetos #19 y #31) lo que permite identificar un segundo cúmulo de galaxias a  $z = 0.4336 \pm 0.002$ . El tercer miembro (objeto #16), resulta ser una galaxia espiral  $z = 0.4308 \pm 0.002$  por lo cual no sigue la relación lineal del cúmulo y coincide fortuitamente con la secuencia descrita por el cúmulo a  $z = 0.2635 \pm 0.001$ .

Teniendo en cuenta que la galaxia más luminosa de un cúmulo es  $\langle M_{g'} \rangle = -22$  mag en promedio (Ferrarese et al., 2016), es de esperar que, a  $z = 0.26$ , no se observen objetos

más brillantes que  $g' < 19.3 \text{ mag}$ , así como tampoco se observan objetos más brillantes que  $g' < 21 \text{ mag}$  en una secuencia roja a  $z = 0.43$ . Sin embargo la coincidencia en posición de las galaxias identificadas espectroscópicamente con la CRS de Virgo desplazada a dichos valores de  $z$ , permite identificar estas dos estructuras como cúmulos de galaxias en el entorno cercano del blazar.

Considerando la riqueza de objetos alrededor de *PG 1553+113*, se propone realizar observaciones espectroscópicas adicionales cubriendo un campo más amplio alrededor de este blazar, con el objeto de identificar un número mayor de miembros para cada estructura que definan mejor la secuencia roja en cada caso.

### 5.2.5. Selección y Distribución de Candidatos a Miembros

Habiendo comprobado la presencia de dos cúmulos de galaxias en la línea de la visual de *PG 1553+113*, se procede a identificar miembros probables, a cada una de estas estructuras dentro del campo analizado, con el fin de observar su distribución alrededor del blazar. La identificación se realizó haciendo uso de la misma técnica implementada en el campo anterior, por lo que para cada secuencia roja fue establecido tanto un corte en color como uno en magnitud, con el objetivo de determinar los límites para los cuales cada CRS se encuentra bien definida y dentro de los cuales los objetos pueden ser miembros probables de los cúmulos detectados, minimizando los errores fotométricos y la contaminación de fondo.

✓ Cúmulo detectado a  $z = 0.4336 \pm 0.002$

- Para la secuencia roja de este cúmulo se adoptó la dispersión en color calculada en el campo de *3C 66A* para el cúmulo detectado a  $z = 0.34 \pm 0.001$  ( $\sigma_{g'-i'} = 0.185 \text{ mag}$ ), debido a que la misma sirve como referencia para establecer miembros probables a secuencias rojas de cúmulos distantes.

Como se observó en la Figura 5.17, la CRS de Virgo desplazada a  $z = 0.43$  coincide en color con objetos tempranos que se encuentran tanto a  $z \approx 0.43$  como a  $z \approx 0.39$ , impidiendo realizar una selección confiable de miembros probables de la estructura propuesta. Por tanto, en este caso, se considera una dispersión de  $1\sigma_{g'-i'}$  con el fin de restringir la selección de objetos y, así, garantizar su pertenencia al cúmulo.

- La magnitud de corte límite para esta secuencia roja se fijó en  $g' < 23.8 \text{ mag}$ , lo que corresponde a una magnitud absoluta de  $M_{g'_C} = -19.26 \text{ mag}$ , es decir, que para  $M_{g'} > M_{g'_C}$  la secuencia roja puede estar contaminada. Considerando que la magnitud característica es  $M_{g'}^* = -20.26 \text{ mag}$ , la luminosidad del corte establecido corresponde a la de galaxias elípticas de luminosidad intermedia. Por lo tanto, se consideran miembros probables de este cúmulo aquellos objetos con magnitudes absolutas de  $-19.26 < M_{g'} < -22 \text{ mag}$ , lo que permite evidenciar que las observaciones corresponden a la región central del cúmulo donde se encuentran las galaxias más luminosas.

✓ Cúmulo detectado a  $z = 0.2635 \pm 0.001$

- Debido a que la secuencia roja descrita por este cúmulo no se encuentra bien definida por objetos brillantes, se pueden llegar a incluir galaxias tardías de cúmulos vecinos

en la selección de candidatos probables. Por lo anterior, se adopta la dispersión propuesta por Smith Castelli et al. (2008),  $3\sigma_{g'-i'} = 0.12$  mag, con el objetivo de reducir la contaminación de fondo (aún a expensas de perder miembros verdaderos).

- El corte en magnitud límite para el cual la secuencia roja de este cúmulo se encuentra bien definida se determinó en  $g' < 21.5$  mag considerando que este valor es cercano a la magnitud de los dos miembros identificados espectroscópicamente. Este valor corresponde a una magnitud absoluta de  $M_{g'_C} = -19.8$  mag, que comparada con la magnitud característica  $M_{g'}^* = -20.26$  mag, permite identificar que su luminosidad corresponde a la de galaxias elípticas de luminosidad intermedia. Por lo tanto, para  $M_{g'} > M_{g'_C}$  la secuencia roja de este cúmulo puede estar contaminada por objetos de fondo y/o objetos tardíos más distantes. Considerando que la galaxia más brillante, observada para este cúmulo, tiene una magnitud absoluta de  $M_{g'} = -20.8$  mag, se consideran miembros probables de esta estructura aquellos objetos que se encuentren dentro del rango de magnitudes de  $-19.8 < M_{g'} < -20.8$  mag.

Al tener en cuenta estos rangos límites de selección, resultan 15 objetos propuestos como miembros probables al cúmulo detectado a  $z = 0.4336 \pm 0.002$  y 2 miembros probables para el cúmulo detectado a  $z = 0.2635 \pm 0.001$  (ver Figura 5.18). Para ambos cúmulos los posibles candidatos resultan ser galaxias de tipo temprano según la morfología examinada dentro de las imágenes del campo.

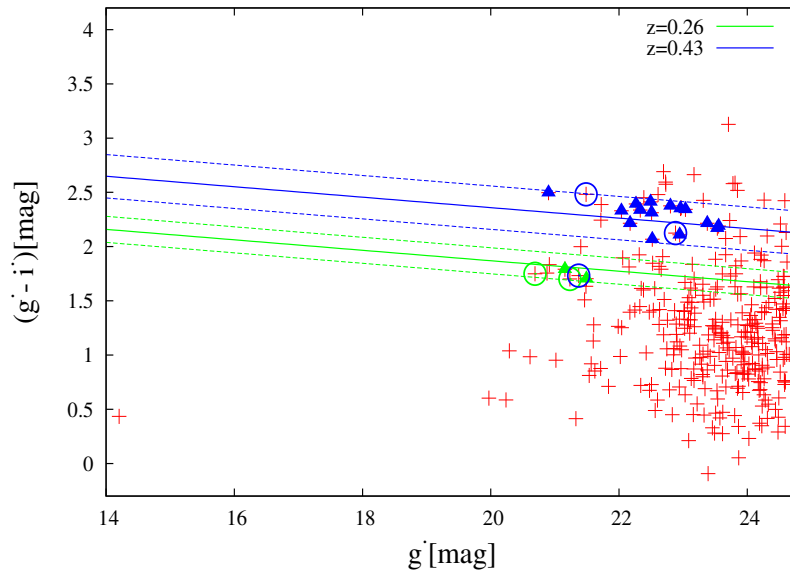


Figura 5.18: Miembros probables de cúmulos de galaxias a  $z \approx 0.43$  (triángulos azules) y a  $z \approx 0.26$  (triángulos verdes) en el DCM del campo de PG 1553+113.

Al igual que en el campo anterior (sección 5.1.6), en el rango límite de cada CRS, hay objetos que no fueron seleccionados como miembros probables debido a que son galaxias tardías con corrimiento al rojo espectroscópico determinado (y con morfología confirmada en la imagen), lo que permite identificarlas como objetos de fondo, enrojecidos por efectos de la corrección  $K$ .

La distribución tanto de los miembros confirmados como de los miembros probables, dentro del campo de *PG 1553+113*, se muestra en la Figura 5.19. En este caso es difícil observar un patrón particular en la distribución de los miembros de cada cúmulo, debido a la escasez de objetos identificados dentro de los límites establecidos. Aunque algunos de los miembros del cúmulo detectado a  $z = 0.4336 \pm 0.002$  se concentran hacia *PG 1553+113*, es apresurado establecer una relación física entre esta estructura y el blazar, considerando la riqueza del entorno, dada la presencia de varias agrupaciones de objetos en la línea de la visual.

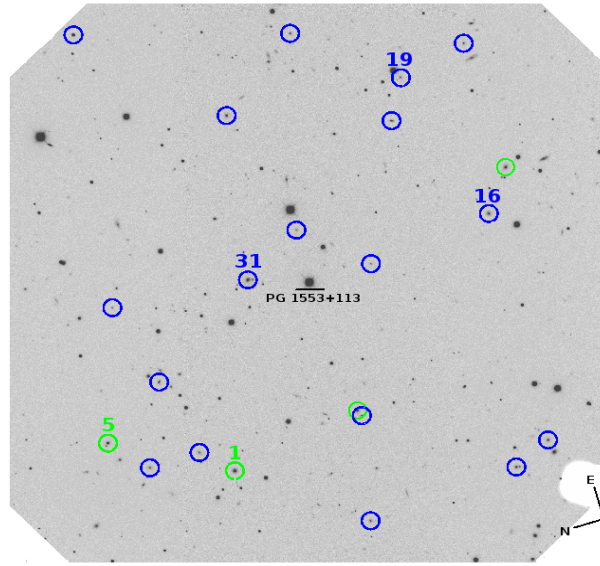


Figura 5.19: Distribución de los miembros confirmados y probables para los cúmulos detectados a  $z \approx 0.43$  (círculos azules) y a  $z \approx 0.26$  (círculos verdes) dentro del campo de *PG 1553+113*. Se indican con números los objetos con  $z$  espectroscópico.

### 5.2.6. La Galaxia Anfitriona de PG 1553+113

La galaxia anfitriona de este blazar no pudo ser resuelta debido a que las imágenes se encuentran saturadas en ambos filtros. Esta galaxia no ha sido resuelta hasta el momento, en el óptico, por lo que se sugiere que este blazar pertenece a una subpoblación de objetos BL Lac con propiedades nucleares extremas (Sbarufatti et al., 2005b, 2006a).

Para este objeto se presenta una caracterización del entorno, que resulta ser más detallada que el estudio de Prochaska et al. (2011) debido a la profundidad de las imágenes analizadas. Aunque no se establece una relación física entre *PG 1553+113* y algún cúmulo presente en su entorno, cabe destacar que la estructura detectada a  $z = 0.4336 \pm 0.002$  presenta las siguientes características:

- Se encuentra dentro del rango de corrimiento al rojo propuesto por Landoni et al. (2014),  $0.3 \leq z \leq 0.5$ .
- Su corrimiento al rojo es consistente con el posible límite inferior propuesto por Danforth et al. (2010),  $z > 0.4326$ .

- Está por debajo de los límites superiores propuestos por Danforth et al. (2010),  $z \lesssim 0.58$ , y Aleksić et al. (2015),  $z < 0.61$ .

Estas características permiten proponer a  $z = 0.4336 \pm 0.002$  como el valor más probable de corrimiento al rojo para *PG 1553+113*, así como también la realización de un estudio más específico de este campo en donde se pueda obtener un número considerablemente más grande de datos espectroscópicos (en un campo más amplio), incluyendo los correspondientes a los objetos propuestos como miembros probables, para establecer una caracterización más detallada de su entorno inmediato.

### 5.3. Análisis del Campo de PKS 0332-403

El análisis del campo de *PKS 0332-403* se realizó a partir de la misma técnica implementada en los dos campos anteriores.

#### 5.3.1. Diagrama Color-Magnitud

A partir de la fotometría realizada con SEXTRACTOR se elaboró el diagrama color-magnitud (DCM) del campo de *PKS 0332-403* (ver Figura 5.20) con el objetivo de visualizar la distribución de las galaxias identificadas.

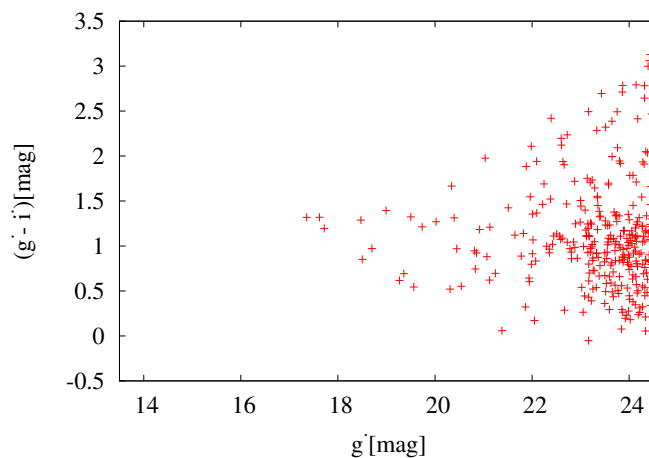


Figura 5.20: Diagrama color-magnitud elaborado para el campo de *PKS 0332-403*.

Las características más representativas dentro de este DCM son:

1. El 80 % de las galaxias identificadas se encuentran distribuidas en un rango de color de  $0.0 \lesssim g' - i' \lesssim 2.0$  mag.
2. Se observa una tendencia lineal descrita por las galaxias que presentan magnitudes entre  $20.5 \text{ mag} < g' < 24.5 \text{ mag}$  y colores alrededor de 1.4 mag.

Estas características permiten identificar una región con sobredensidad de objetos que parece describir una única secuencia roja. Para reconocerla como tal, es necesario realizar el mismo análisis de los dos campos anteriores para establecer si estos objetos presentan una asociación física.

### 5.3.2. Identificación de Grupos de Galaxias

En base a los datos espectroscópicos obtenidos en la sección 4.2.1 para el campo de *PKS 0332-403*, se realizó un análisis cuantitativo con el objetivo de detectar la presencia de grupos de galaxias en el entorno cercano del blazar.

En este campo se determinó el corrimiento al rojo para 27 fuentes de las 33 seleccionadas como se especifica en la Tabla 5.5. Las características de la tabla son las mismas que para los dos campos anteriores.

#	ID	RA <sub>J2000</sub> (hh:mm:ss)	Dec <sub>J2000</sub> (°:':")	$g'$ (mag)	$i'$ (mag)	$z$ (redshift)	Morfología
1	PKS 0332-403_01 <sup>a</sup>	3:34:22.4	-40:05:56.9	19.503	18.1795	0.1054±0.00050	Elíptica
2	PKS 0332-403_02 <sup>b</sup>	3:34:25.3	-40:10:42.7	19.5614	19.0176	0.0799±0.00008	Espiral
3	PKS 0332-403_03	3:34:24.4	-40:09:18.4	21.2433	20.5478	0.10142±0.00008	Espiral
4	PKS 0332-403_04	3:34:23.7	-40:08:13.7	22.6056	20.4840	0.3384±0.00080	Elíptica
5	PKS 0332-403_05	3:34:18.9	-40:06:08.9	22.9328	22.0684	...	?
6	PKS 0332-403_06 <sup>c</sup>	3:34:20.6	-40:08:38.0	22.0747	21.2421	0.3296±0.00080	Espiral?
7	PKS 0332-403_07	3:34:18.2	-40:08:20.4	21.8214	20.6823	0.45949±0.00009	?
8	PKS 0332-403_08	3:34:16.5	-40:08:15.1	19.7359	18.5225	0.18510±0.00003	Espiral
9	PKS 0332-403_09	3:34:16.6	-40:07:27.2	20.8303	20.0852	0.24315±0.00007	Espiral
10	PKS 0332-403_10	3:34:13.0	-40:07:31.2	22.7798	21.8099	0.3982±0.00010	Espiral?
11	<b>PKS 0332-403</b>	3:34:13.7	-40:08:24.5	18.5009	17.6502	...	BL Lac
12	PKS 0332-403_12	3:34:14.9	-40:10:44.7	18.9927	17.598	0.1035±0.00040	S0?
13	PKS 0332-403_13	3:34:12.3	-40:08:05.6	18.7011	17.7293	0.1335±0.00040	Espiral
14	PKS 0332-403_14 <sup>d</sup>	3:34:10.4	-40:09:21.0	19.3578	18.6653	0.07004±0.00005	Espiral
15	PKS 0332-403_15	3:34:09.6	-40:08:15.4	22.2169	20.7538	0.3160±0.00050	Elíptica o S0
16	PKS 0332-403_16	3:34:05.8	-40:08:08.9	20.0229	18.7538	0.1019±0.00050	Elíptica
17	PKS 0332-403_17	3:34:07.4	-40:10:22.4	22.244	20.5542	...	Espiral
18	PKS 0332-403_18 <sup>e</sup>	3:34:08.5	-40:09:16.5	20.3412	18.6744	0.1848±0.0003	Elíptica
19	PKS 0332-403_19	3:34:04.8	-40:09:03.2	21.6469	20.5263	0.1020±0.00100	Elíptica o S0?
20	PKS 0332-403_20	3:34:04.0	-40:10:58.7	20.3942	19.0813	0.1007±0.00050	Elíptica
21	PKS 0332-403_21	3:34:01.9	-40:08:51.1	22.0063	20.6511	...	Espiral
22	PKS 0332-403_22	3:34:01.0	-40:09:17.5	22.5069	21.3718	0.3386±0.00040	Espiral
23	PKS 0332-403_1_NS <sup>a</sup>	3:34:22.4	-40:05:56.9	19.503	18.1795	...	Elíptica
24	PKS 0332-403_2_NS <sup>b</sup>	3:34:25.3	-40:10:42.7	19.5614	19.0176	0.07982±0.00007	Espiral
25	PKS 0332-403_3_NS <sup>c</sup>	3:34:20.6	-40:08:38.0	22.0747	21.2421	0.3297±0.00007	Espiral
26	PKS 0332-403_5_NS	3:34:17.0	-40:10:34.5	21.8607	21.5375	...	Espiral
27	PKS 0332-403_6_NS	3:34:15.4	-40:08:27.1	22.4469	21.336	...	Espiral
28	PKS 0332-403_7_NS	3:34:11.8	-40:10:52.0	21.9863	21.189	0.3280±0.00020	Espiral
29	PKS 0332-403_8_NS <sup>d</sup>	3:34:10.4	-40:09:21.0	19.3578	18.6653	0.06980±0.00015	Espiral
30	PKS 0332-403_9_NS <sup>e</sup>	3:34:08.5	-40:09:16.5	20.3412	18.6744	0.18830±0.00043	Elíptica
31	PKS 0332-403_10_NS	3:34:06.2	-40:10:54.9	20.8123	19.8658	0.23058±0.00004	Espiral S0?
32	PKS 0332-403_11_NS	3:34:04.7	-40:07:12.6	22.723	21.6811	0.42619±0.00012	Espiral o Irr
33	PKS 0332-403_12_NS	3:34:00.9	-40:09:25.2	21.9831	19.8738	0.42002±0.00012	Espiral
34	SARS 053.13841-40.26168 <sup>1</sup>	3:34:21.8	-40:05:42.0	17.6200	16.3009	0.105476	Elíptica?
35	SARS 053.14843-40.33382 <sup>2</sup>	03:34:24.1	-40:10:01.0	17.7187	16.5224	0.078851	Espiral

<sup>a</sup>, <sup>b</sup>, <sup>c</sup>, <sup>d</sup> y <sup>e</sup>: Galaxias observadas en ambos modos espectroscópicos: clásico y *N&S*

SARS<sup>1</sup> y SARS<sup>2</sup>: Galaxias presentes en el campo observado, con  $z$  espectroscópico reportado por Way et al. (2005).

Tabla 5.5: Datos espectrofotométricos para las fuentes seleccionadas en el campo de *PKS 0332-403*. Col. 1: número de ranura; Col. 2: nombre asignado a la fuente; Col. 3: ascensión recta; Col. 4: declinación; Col. 5: magnitud aparente en el filtro  $g'$ ; Col. 6: magnitud aparente en el filtro  $i'$ ; Col. 7: corrimiento al rojo; Col. 8: morfología.

En la misma se incluyeron objetos con datos espectrofotométricos reportados en otros trabajos, que se encuentran en el campo observado, pero que no fueron seleccionados para la espectroscopía realizada para esta tesis. En particular, los objetos #34 y #35 presentan



corrimientos al rojo reportados en el trabajo de Way et al. (2005), quienes los denominaron como SARS 053.13841-40.26168 y SARS 053.14843-40.33382, respectivamente, por pertenecer al campo del cúmulo de Abell 3142 (Abell et al., 1989) incluido en el *Southern Abell Redshift Survey (SARS)*.

Para este campo también se elaboró el diagrama de distribución de  $z$  para los objetos presentes en el entorno del blazar (ver Figura 5.21).

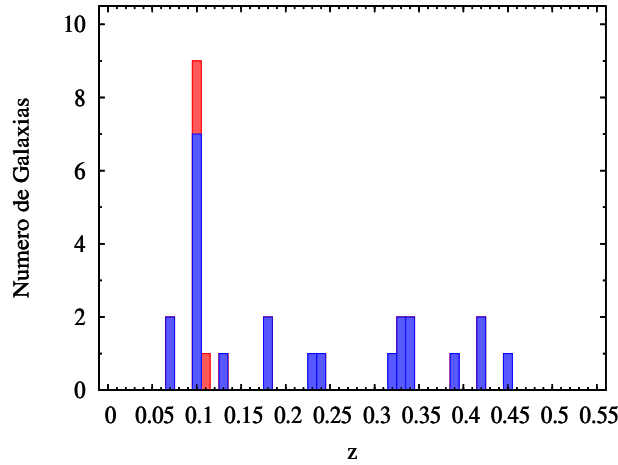


Figura 5.21: Distribución de  $z$  para las fuentes observadas en un radio del 6 arcmin alrededor de *PKS 0332-403*. *Segmento azul*: galaxias dentro del campo estudiado. *Segmento rojo*: galaxias fuera del campo.

En este diagrama se consideraron tanto los datos contenidos en la Tabla 5.5, como los que se encontraron registrados en la base de datos del NED en un radio de 6 arcmin alrededor de *PKS 0332-403*. Este radio se elige considerando el límite más cercano para el cual se reportaron objetos con valores de corrimiento al rojo espectroscópico aproximados. El segmento azul representa las galaxias que se encuentran dentro del campo observado y el segmento rojo las galaxias que se encuentran fuera de este.

En el histograma se evidencia una única concentración de objetos a  $\langle z \rangle = 0.101$ . El resto de galaxias con valores de  $z$  similares, se encuentran agrupadas en parejas correspondientes a:  $\langle z \rangle = 0.07$ ,  $\langle z \rangle = 0.18$ ,  $\langle z \rangle = 0.33$ ,  $\langle z \rangle = 0.34$  y  $\langle z \rangle = 0.42$ . Las características de estos grupos son:

- El grupo a  $\langle z \rangle = 0.101$  está conformado por 9 miembros de los cuales siete se encuentran dentro del campo observado y dos fuera de este. Los objetos que se encuentran dentro corresponden a: #1, #3, #12, #16, #19, #20 y #34. Los seis primeros se reportan por primera vez en esta tesis, mientras que el #34 corresponde a la fuente SARS 053.13841-40.26168 reportada por Way et al. (2005) a  $z = 0.105$ . Este objeto pertenece al cúmulo de Abell 3142 el cual se encuentra a  $z = 0.103$ . Las coordenadas del centro de este cúmulo permiten calcular que la fuente SARS se encuentra a  $\sim 4$  Mpc de distancia proyectada, lo que genera incertidumbre acerca de su pertenencia a dicha estructura, considerando que el radio promedio del núcleo de un cúmulo es de  $\langle r_c \rangle = 0.25$  Mpc (Bahcall, 1975).

- Aunque el resto de objetos con  $z$  similar corresponde sólo a parejas de galaxias, existen dos parejas con corrimientos al rojo medios muy próximos:  $\langle z \rangle \sim 0.33$  y  $\langle z \rangle \sim 0.34$ . Específicamente, estas galaxias presentan valores de:  $z_{\#6} = 0.3296$ ,  $z_{\#28} = 0.3280$ ,  $z_{\#4} = 0.3384$  y  $z_{\#22} = 0.3386$  (la #4 elíptica y las tres restantes espirales). Si bien estos valores de corrimiento al rojo son cercanos, su diferencia no permite identificar a estos objetos como miembros del mismo grupo, considerando que habría un rango en su velocidad radial de 2700 km/s, aproximadamente, y que la dispersión de velocidades promedio en un cúmulo de  $R = 0$  (nivel de riqueza correspondiente a la menor densidad de objetos) es:  $\sigma_{\parallel} = 820 \pm 64$  km/s (Danese et al., 1980). Sin embargo, hay que tener en cuenta que este valor de dispersión incrementa con el aumento de  $R$ .

Por lo anterior, se puede proponer que las galaxias que presentan estos valores de  $z$  cercanos pueden ser una estructura física cayendo hacia un cúmulo ubicado a  $z \sim 0.34$ , lo cual sólo se puede argumentar identificando la presencia de un cúmulo de galaxias a este valor de  $z$  en el entorno cercano del blazar por lo que el análisis de esta hipótesis será retomado en la siguiente sección.

La distribución de los objetos pertenecientes a estos grupos se muestra en la Figura 5.22.

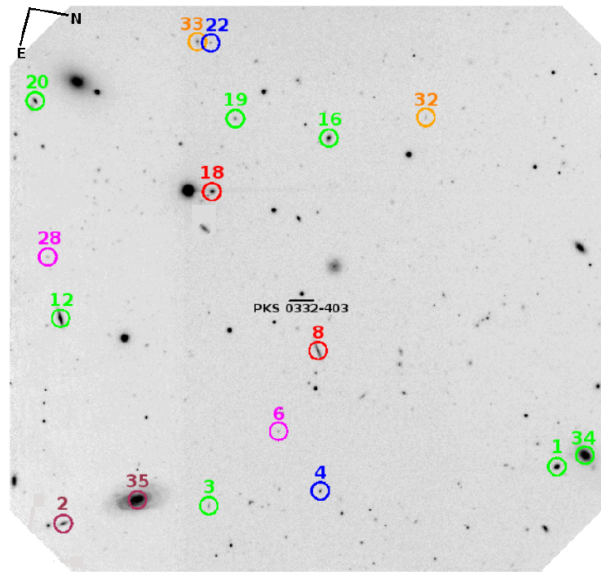


Figura 5.22: Distribución de galaxias con valores de  $z$  equivalente a  $z \sim 0.079$  (círculos borgoña),  $z \sim 0.10$  (círculos verdes),  $z \sim 0.18$  (círculos rojos),  $z \sim 0.33$  (círculos violeta),  $z \sim 0.34$  (círculos azules) y  $z \sim 0.42$  (círculos naranja) en el campo de *PKS 0332-403*.

En la misma, se etiquetaron estas concentraciones con la numeración presentada en la Tabla 5.5 y con diferentes colores para cada valor aproximado de  $z$ .

Para identificar las galaxias que conforman estas parejas como miembros de cúmulos, se realiza el mismo análisis espectrofotométrico desarrollado para *3C 66A* y *PG 1553+113*.

### 5.3.3. Identificación de Secuencias Rojas en el DCM

Luego de caracterizar espectrofotométricamente algunas galaxias de este campo y de detectar la presencia de grupos de objetos en el entorno cercano del blazar, se realiza el análisis de su distribución dentro del DCM con el objetivo de detectar cúmulos de galaxias. Para ello se intenta identificar secuencias rojas conformadas por objetos tempranos que describan una tendencia lineal con baja dispersión en color (López-Cruz et al., 2004).

La distribución de objetos pertenecientes a las parejas detectadas en el entorno de *PKS 0332-403*, se muestran en la Figura 5.23.

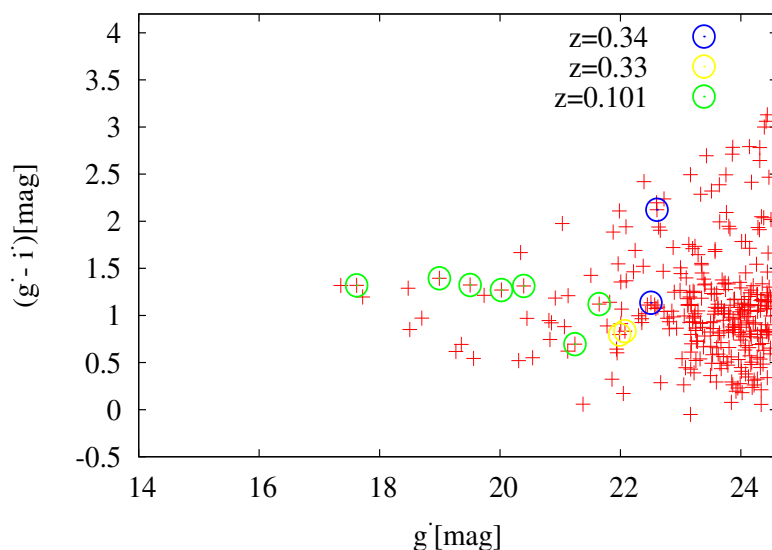


Figura 5.23: Distribución de galaxias con  $z$  espectroscópico en el DCM del campo de *PKS 0332-403*.

En el DCM de este campo la distribución de todas las galaxias parece indicar una única secuencia roja con alta dispersión. Sin embargo, la posición de los objetos con  $z$  espectroscópico determinado permite visualizar algunas características particulares.

El grupo detectado a  $z \sim 0.101$ , posiblemente asociado a Abell 3142 como se dijo en la sección 5.3.2, describe la secuencia roja principal de este campo. Las seis galaxias que muestran una alineación particularmente bien definida (objetos con baja dispersión en color: #1, #12, #16, #19, #20 y #34), son elípticas con magnitudes absolutas de  $-19.29 \text{ mag} < M_{g'} < -16.63 \text{ mag}$ . Estos objetos, al ser de tipo temprano, siguen la misma tendencia, a excepción del objeto #3 que es una galaxia espiral, por lo que se aparta de la secuencia. La distribución de estos objetos pone en evidencia que la estructura principal dentro del DCM es una secuencia roja trazada por miembros de un cúmulo a  $z \sim 0.101$ .

Las galaxias con corrimiento al rojo espectroscópico restantes no describen ninguna secuencia. Sin embargo, uno de los objetos que pertenece al grupo que se encuentra a  $z \sim 0.34$  (objeto #4) es de tipo temprano, por lo que puede poner en evidencia la presencia de una posible secuencia roja en esta región del DCM.

Aunque la distribución de los objetos a  $z \sim 0.101$  permite identificar claramente una secuencia roja en el campo, es necesario verificar si la misma corresponde a un cúmulo de galaxias a este valor de  $z$ .

### 5.3.4. Detección de Cúmulos a partir de una CRS de Referencia

A partir del método de la CRS de referencia implementado anteriormente, se procede a identificar candidatos a cúmulos de galaxias en el entorno de *PKS 0332-403*. Para este campo en particular se determinaron los desplazamientos, en color y magnitud, de la CRS de Virgo, considerando el corrimiento al rojo de los grupos detectados en el diagrama de distribución presentado en la sección 5.3.2 (ver Tabla 5.6).

$z$	$\Delta(g' - i')$	$\Delta g'$
<b>0.07</b>	0.152	6.510
<b>0.10</b>	0.220	7.370
<b>0.34</b>	0.893	10.330

Tabla 5.6: Desplazamiento en color y magnitud de la CRS de Virgo para los valores de  $z$  de los grupos identificados en el campo de *PKS 0332-403*.

En la Figura 5.24 se observa la CRS de Virgo desplazada a  $z = 0.101$  y  $z = 0.34$ .

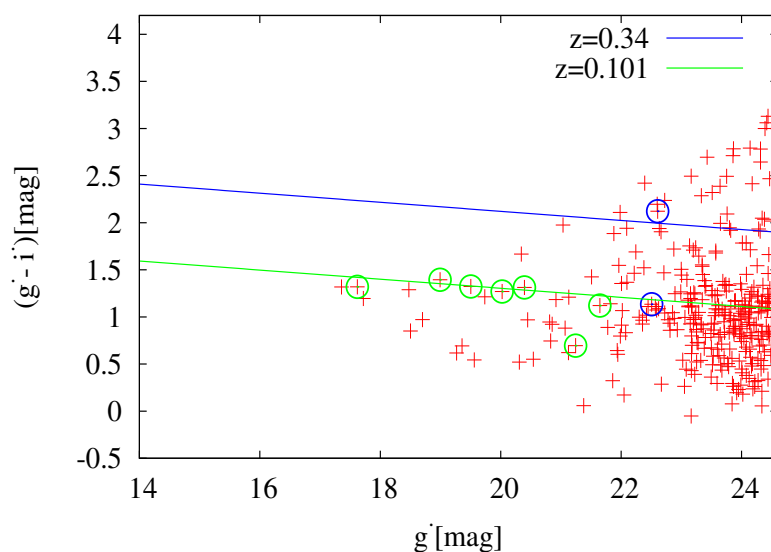


Figura 5.24: Posición de la CRS de Virgo para los valores de  $z$  correspondientes a los grupos de galaxias encontrados en el campo de *PKS 0332-403*.

Estos desplazamientos se eligen en base al corrimiento al rojo del único grupo visible en el histograma del campo y a la presencia de objetos con valores de  $z$  que oscilan entre 0.3296 y 0.3384. La CRS de Virgo desplazada a  $z = 0.07$  no coincide con alguna secuencia roja dentro del DCM y tampoco con los objetos detectados a este valor de  $z$  teniendo en cuenta que los mismos son galaxias espirales, por lo cual, no se muestra en el gráfico.

✓ La CRS de Virgo desplazada a  $z = 0.101$  coincide con las galaxias de tipo temprano pertenecientes al grupo que se encuentra al mismo corrimiento al rojo. Estos objetos siguen claramente la tendencia de la CRS con una dispersión inferior a  $\sigma < 0.1$  mag. Esto permite reconocer la presencia de un cúmulo de galaxias a  $z = 0.101 \pm 0.00068$ . El único objeto que presenta una separación prominente con respecto a la secuencia, es una galaxia espiral (objeto #3).

Para este campo la CRS de Virgo se desplazó a  $z = 0.33$  y  $z = 0.34$  con el objetivo de observar el comportamiento de los objetos que presentaron corrimientos al rojo entre 0.3296 y 0.3384 alrededor de las rectas y así establecer la presencia de algún cúmulo. Sin embargo, la diferencia en color de la CRS desplazada a estos dos valores de  $z$ , es del orden de la dispersión intrínseca ( $\sim 0.1$  mag), por lo que no se pueden separar dos cúmulos que eventualmente existan. De esta forma se hace uso de la información morfológica y de las magnitudes de los objetos para establecer que:

✓ La CRS de Virgo desplazada a  $z = 0.34$  coincide con el único objeto de tipo temprano dentro del grupo  $z = 0.3296 \rightarrow 0.3384$  (objeto #4). Sin embargo, para confirmar la presencia de un cúmulo en el entorno del blazar a este valor de corrimiento al rojo, es necesario identificar otros miembros que permitan visualizar mejor la secuencia. La coincidencia entre la CRS de Virgo y el único objeto de tipo temprano, con corrimiento al rojo espectroscópico, permite proponer la existencia de una estructura relacionada con los objetos tardíos que presentan valores de  $z$  cercanos como, por ejemplo, una estructura en caída: objetos presentes a diferentes  $z$  con interacción gravitatoria.

La coincidencia de la CRS de referencia desplazada a los valores de  $z$  de los grupos detectados con los miembros, de tipo temprano, confirmados espectroscópicamente para estas estructuras, permite confirmar la presencia de un cúmulo de galaxias a  $z = 0.101 \pm 0.00068$  y proponer la de otro a  $z \approx 0.34$  en la línea de la visual de *PKS 0332-403*.

### 5.3.5. Selección y Distribución de Candidatos a Miembros

Luego de comprobar la presencia de un cúmulo de galaxias a  $z = 0.101 \pm 0.00068$  y de proponer la existencia de una estructura de objetos a  $z \approx 0.34$ , se procede a identificar miembros probables a cada secuencia roja dentro del campo estudiado, con el propósito de observar su distribución alrededor del blazar. Para realizar dicha identificación se determinaron los límites para los cuales cada CRS se encuentra bien definida a partir de la misma metodología implementada en los dos campos anteriores.

✓ Cúmulo detectado a  $z = 0.101 \pm 0.00068$ :

- Para este cúmulo se tuvo en cuenta la dispersión en color propuesta por Smith Castelli et al. (2008), con la transformación mencionada anteriormente (ver ecuación 5.3). Por lo que se consideran miembros probables de este cúmulo aquellos objetos ubicados dentro de los  $3\sigma_{g'-i'} = 0.12$  mag de dispersión alrededor de la CRS. Este límite se establece teniendo en cuenta la posición en color de los seis miembros identificados espectroscópicamente.

- La magnitud de corte límite para la secuencia roja de este cúmulo es  $g' < 22$  mag, lo que corresponde a una magnitud absoluta de  $M_{g'_C} = -16.56$  mag, por lo que para  $M_{g'} > M_{g'_C}$ , la CRS de este cúmulo puede estar afectada por errores fotométricos y/o contaminación de fondo. Comparando la magnitud del corte límite con la magnitud característica ( $M_{g'}^* = -20.26$  mag) calculada a partir de la ecuación 5.2, se puede establecer que su luminosidad corresponde a la de galaxias elípticas enanas, por lo que se consideran miembros probables de esta estructura aquellos objetos que se encuentren dentro del rango  $-21.33 \text{ mag} < M_{g'} < -16.56 \text{ mag}$ . Este rango de magnitudes permite identificar que las observaciones cubren el 90 % de la secuencia roja del cúmulo.

✓ Cúmulo propuesto a  $z \approx 0.34$

- Para este cúmulo se consideró una dispersión en color de  $\sigma_{g'-i'} = 0.185$  mag. Este valor corresponde a la dispersión calculada para el cúmulo detectado a  $z = 0.34 \pm 0.001$  en el campo de *3C 66A*. Sin embargo, debido a que sólo se cuenta con un miembro identificado espectroscópicamente y que las galaxias cercanas a la CRS son de baja luminosidad ( $M_{g'} > -17.8$  mag), se consideró que los objetos pertenecientes a este cúmulo están dentro de una dispersión de  $1\sigma_{g'-i'}$  alrededor de la CRS, tomando como límite la posición en color de dicho miembro.
- El corte en magnitud límite calculado para la secuencia roja de este cúmulo es  $g' < 22.5$ , por lo que para magnitudes más débiles que  $M_{g'_C} = -19.64$  mag, su CRS se encuentra contaminada. Comparando este corte con la magnitud característica,  $M_{g'}^*$ , se asume que su luminosidad corresponde a la de galaxias elípticas de baja luminosidad. De esta forma se consideran miembros probables de esta estructura aquellos objetos con magnitudes que se encuentren en el rango de  $-21.34 \text{ mag} < M_{g'} < -19.64 \text{ mag}$ .

Los límites establecidos permiten proponer 4 miembros probables para el cúmulo detectado a  $z = 0.101 \pm 0.00068$  y 5 miembros probables para el cúmulo propuesto a  $z \approx 0.34$  (ver Figura 5.25).

En ambos casos los candidatos propuestos son de tipo temprano (según la morfología examinada dentro de la imagen). Los objetos ubicados dentro de los rangos establecidos, que no se tuvieron en cuenta, son galaxias tardías con corrimiento al rojo espectroscópico determinado, diferente al de la CRS más cercana.

La distribución de los objetos elegidos como miembros probables de los cúmulos detectados en este campo, se muestra en la Figura 5.26. En la misma no se observa ninguna concentración particular de objetos alrededor del blazar que se haya podido detectar con la resolución del instrumento utilizado para la obtención de los datos. Sin embargo, los resultados obtenidos en esta tesis resultan ser de relevancia, dado que aún no se ha reportado ningún estudio del entorno de *PKS 0332-403* y mucho menos de su galaxia anfitriona, por lo que una primera caracterización del mismo motiva a la realización de posteriores estudios espectrofotométricos más profundos y en diferentes bandas, que revelen propiedades particulares del entorno de este AGN.

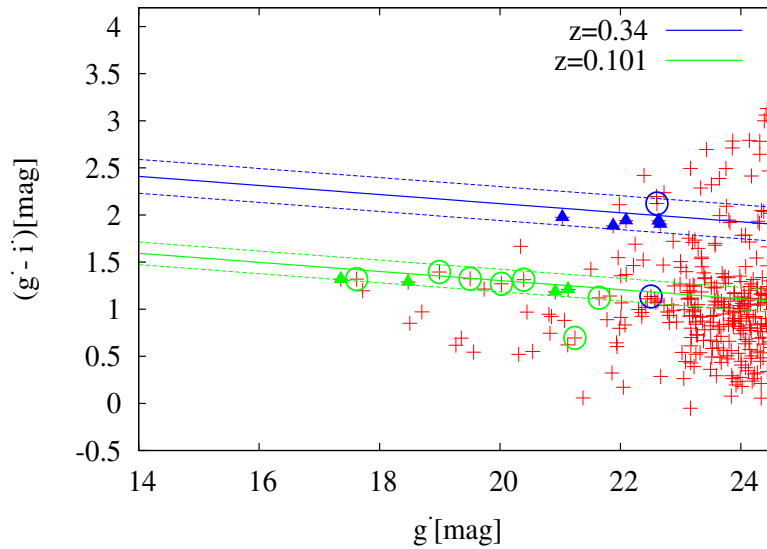


Figura 5.25: Miembros probables de cúmulos de galaxias a:  $z \approx 0.34$  (triángulos azules) y a  $z \approx 0.101$  (triángulos verdes) en el DCM del campo de *PKS 0332-403*.

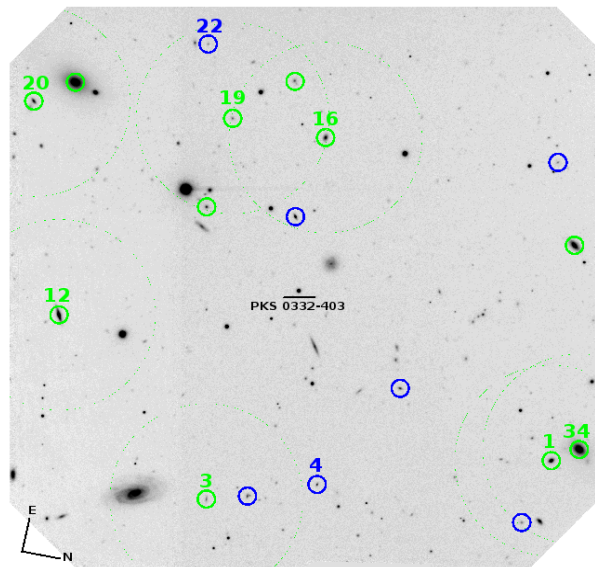


Figura 5.26: Distribución de los miembros confirmados y probables para los cúmulos detectados a  $z \approx 0.101$  (círculos azules) y a  $z \approx 0.34$  (círculos verdes) dentro del campo de *PKS 0332-403*.

### 5.3.6. La Galaxia Anfitriona de PKS 0332-403

Para el análisis de la galaxia anfitriona de este blazar se realizó el mismo procedimiento que para el caso de *3C 66A*. En particular, se analizaron las imágenes obtenidas en ambos filtros para este campo a partir de la tarea PSFMEASURE de IRAF, ajustando una función Moffat (ver ecuación 5.4) a la PSF del blazar y de 10 estrellas de campo. Considerando los parámetros  $\text{FWHM} = 9.87$  y  $\beta = 2.6$  para el blazar en el filtro  $g'$ , se encontró que la PSF de este AGN es indistinguible de la PSF promedio de las estrellas ( $0.6\sigma$  y  $0.86\sigma$  mayor, respectivamente, para FWHM y  $\beta$ ), y que en el filtro  $i'$  el FWHM es sólo marginalmente

mayor ( $1.5\sigma$ ). En consecuencia, no se detecta su galaxia anfitriona con esta metodología simple.

Por lo anterior se simularon imágenes de galaxias elípticas anfitrionas (a partir de modelos de de Vacouleurs), en ambos filtros y usando las magnitudes y los radios efectivos presentados en el trabajo de Shaw et al. (2013): una galaxia de magnitud canónica ( $M_R = -22.5$  mag) y otra de 1 mag más débil ( $M_R = -21.5$  mag), para las cuales se consideraron dos radios efectivos ( $R_{eff} = 5$  kpc y 10 kpc). Las magnitudes fueron convertidas a los filtros  $g'$  e  $i'$  para valores de corrimiento al rojo entre  $0.1 < z < 0.4$ . Estas imágenes se convolucionaron con una función PSF (real observada) modelada para el blazar a partir de tres estrellas brillantes de campo que fueron convenientemente escaleadas y promediadas. Adicionalmente, se sumó un cielo real que fue obtenido de las imágenes analizadas en esta tesis.

Sobre los modelos compuestos (blazar + galaxia anfitriona + cielo) y sobre las componentes individuales (blazar y galaxia anfitriona) se ajustó un perfil de brillo con ayuda de la tarea ELLIPSE de IRAF. En las figuras 5.27 y 5.28 se graficaron los datos observados (cuadrados rojos) y los 4 modelos compuestos para diferentes valores de  $z$ . Los resultados de estos ajustes se compararon con el ajuste obtenido para el perfil de brillo de la imagen real observada en el filtro  $i'$ , permitiendo establecer que:

1. A  $z = 0.1$  una galaxia anfitriona sería mucho más brillante y grande que la observada, por lo que se descarta que el blazar tenga dicho corrimiento al rojo (ver Figura 5.27).
2. A  $z = 0.3$  una galaxia anfitriona compacta y sublumínosa ( $R_e = 5$  kpc y  $M_R = -21.5$  mag), sería detectable (ver Figura 5.27).
3. A  $z = 0.34$  una galaxia anfitriona compacta y sublumínosa ( $R_e = 5$  kpc y  $M_R = -21.5$  mag) sería detectada con dificultad, mientras que cualquiera que no fuera sublumínosa se detectaría fácilmente (ver Figura 5.28).
4. A  $z = 0.4$ , ambos modelos sublumínicos ( $R_e = 10$  kpc,  $R_e = 5$  kpc y  $M_R = -21.5$  mag) serían marginalmente detectables, mientras que los modelos con  $M_R = -22.5$  mag, se detectarían significativamente (ver Figura 5.28).

Lo anterior permite establecer que los datos observados son coherentes con una galaxia anfitriona de  $z \geq 0.4$  o una bastante sublumínosa ( $>1$  mag) a  $z \geq 0.34$ .

Este análisis permite descartar una relación física entre *PKS 0332-403* y el cúmulo detectado a  $z = 0.101 \pm 0.00068$  así como también permite proponer, a pesar de la no detección de la galaxia anfitriona, un límite inferior de corrimiento al rojo de  $z \geq 0.34$  para este blazar.

Los resultados obtenidos para este campo permiten cuestionar las metodologías encargadas de determinar el corrimiento al rojo de objetos de tipo BL Lac en base, únicamente, a la detección de un grupo de galaxias en su entorno cercano, puesto que se requiere de un análisis más complejo que permita identificar un cúmulo anfitrión a partir de características más específicas como la densidad proyectada del grupo detectado, el análisis del



perfil de brillo la galaxia anfitriona, la comparación de los valores de  $z$  calculados con los límites publicados, etc., por lo que en esta investigación se exponen algunas ideas que pueden complementar dichas metodologías.

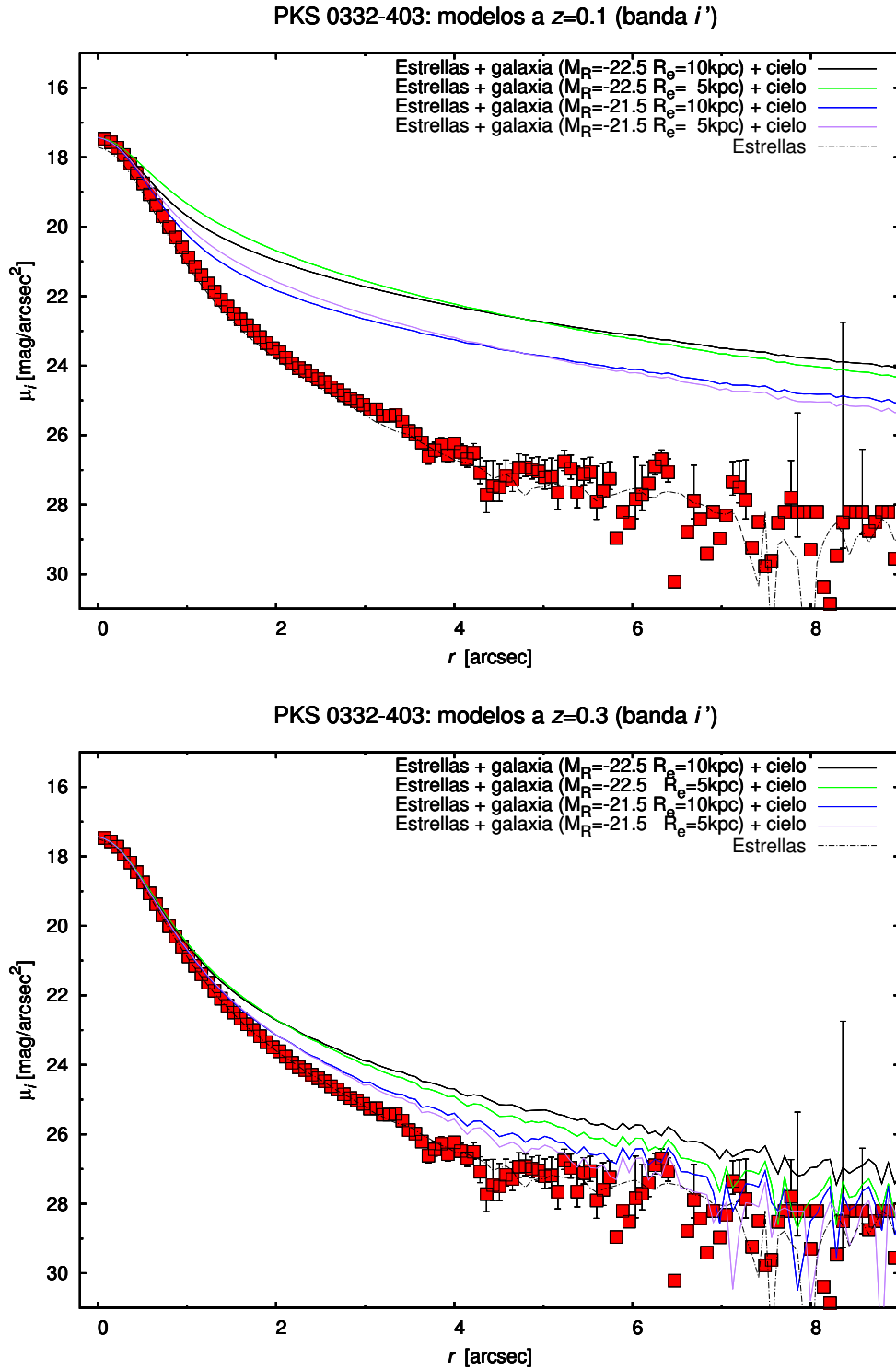


Figura 5.27: Perfil de brillo observado para *PKS 0332-403* (cuadrados rojos). Modelos de PSF compuestos (líneas sólidas) para 4 tipos de galaxias anfitrionas. *Superior*: a  $z = 0.101$ . *Inferior*: a  $z = 0.3$ .

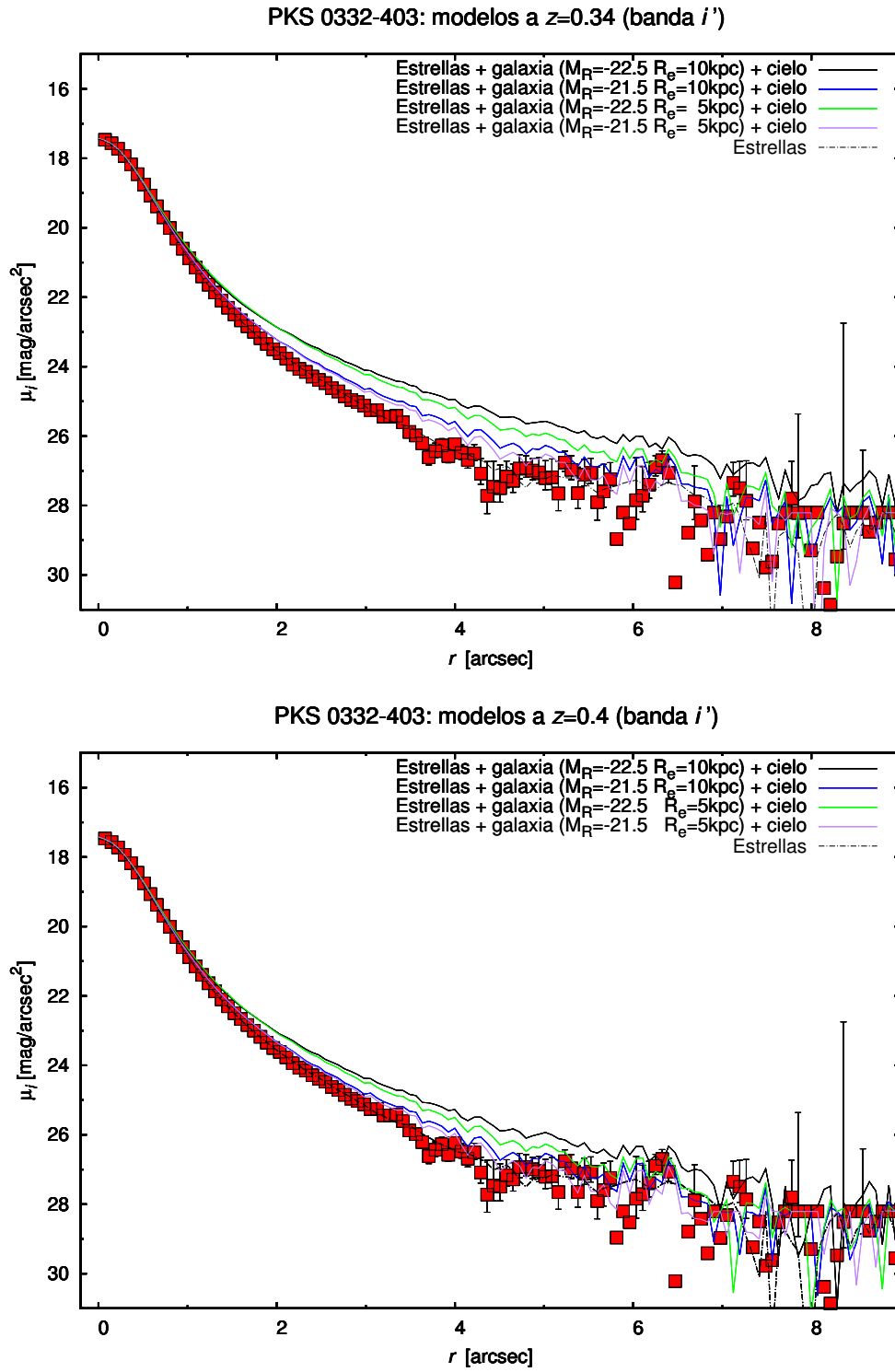


Figura 5.28: Perfil de brillo observado para *PKS 0332-403* (cuadrados rojos). Modelos de PSF compuestos (líneas sólidas) para 4 tipos de galaxias anfitrionas. *Superior*: a  $z = 0.34$ . *Inferior*: a  $z = 0.4$ .

# Capítulo 6

## Conclusiones

A lo largo de esta tesis se desarrolló el estudio espectrofotométrico de los entornos cercanos de tres blazares de tipo BL Lac: *3C 66A*, *PG 1553+113* y *PKS 0332-403*. Este estudio se realizó a partir de imágenes ópticas de  $5.5 \times 5.5$  arcmin<sup>2</sup>, centradas en cada uno de estos objetos (en los filtros  $g'$  e  $i'$ ) y de espectroscopía multi-objeto (realizada con las redes de difracción *B600-G5323* y *R400-G5305*) obtenida con los telescopios Gemini Norte y Gemini Sur y con los espectrógrafos GMOS.

Este análisis fue realizado con el objetivo de estimar o acotar el corrimiento al rojo aproximado de estas fuentes (considerando que este parámetro se encuentra indeterminado en los tres casos) a partir de la detección de sus características espectrales intrínsecas y/o la detección de su cúmulo anfitrión de galaxias.

Sobre los tres campos se realizó una fotometría de apertura que permitió detectar alrededor de 300 galaxias en la vecindad de cada blazar y calcular su magnitud estándar. Posteriormente, los espectros obtenidos para una submuestra de objetos dentro de cada campo fueron analizados con la tarea FXCOR de IRAF permitiendo, a través de un proceso de correlación cruzada combinado con inspección visual, estimar su corrimiento al rojo.

El análisis de las mediciones individuales permitió establecer propiedades, para cada uno de los objetos detectados en los campos, de forma directa. Sin embargo, considerando el objetivo principal de esta tesis y la ausencia de características visibles en el espectro de los objetos BL Lac que componen la muestra, se implementó un método de análisis espectrofotométrico que favoreció, de forma indirecta, a la determinación de límites a su valor de corrimiento al rojo. Dicho método consiste en desplazar la secuencia roja de un cúmulo de referencia (CRS por sus siglas en inglés) para la detección de candidatos a cúmulos de galaxias anfitriones, en el entorno cercano de cada blazar.

La secuencia roja de referencia seleccionada en esta tesis, corresponde a la relación lineal del cúmulo de Virgo, obtenida a partir del análisis fotométrico realizado, para 100 galaxias de su núcleo, en el trabajo de Chen et al. (2010). Esta relación fue desplazada dentro del diagrama color-magnitud de cada campo (para el color  $g' - i'$  y la magnitud  $g'$ ), a cada uno de los valores de corrimiento al rojo de los grupos de galaxias detectados espectroscópicamente. La coincidencia entre la CRS del cúmulo de Virgo con la posición

de los objetos con corrimiento al rojo espectroscópico determinado, permitió reconocer a estos grupos como cúmulos de galaxias.

Los resultados tanto del análisis individual de los datos como del análisis espectrofotométrico desarrollado y la estadística aplicada, se resumen a continuación:

**Campo de 3C 66A:** En este campo se detectaron 300 galaxias, se obtuvo el espectro para 24 de estas (incluido el blazar) y se determinó el corrimiento al rojo para 15. El análisis de estas medidas permitió establecer las siguientes particularidades:

- El espectro del blazar normalizado y analizado a través del espectro sintético de un modelo de atmósfera estelar (a  $T=12000$  K) permitió identificar, tentativamente, bandas de absorciones en torno a  $4300\text{\AA}$ ,  $4800\text{\AA}$ ,  $5550\text{\AA}$ ,  $6350\text{\AA}$  y  $8700\text{\AA}$ , generadas por el material del medio intergaláctico (IGM por sus siglas en inglés) *foreground*. Estas absorciones corresponden a las líneas de la serie de Balmer ( $H\alpha$ ,  $H\beta$  y  $H\gamma$ ) desplazadas entre  $z = 0.27$  y  $z = 0.33$ . De este modo se establece que el límite inferior para el corrimiento al rojo de *3C 66A* es  $z_{3C66A} \geq 0.33$ .
- Dos concentraciones de galaxias fueron detectadas a lo largo de la línea de la visual del blazar, a  $z \sim 0.02$  y  $z \sim 0.34$ , respectivamente. La primera corresponde al cúmulo pobre WBL 069 asociado a Abell 347 (White et al., 1999), para el cual se identificaron dos miembros adicionales y la segunda corresponde a un grupo, sin catalogar, con 6 miembros, confirmados espectroscópicamente en esta tesis, correspondientes a galaxias de tipo temprano.
- A partir de la CRS del cúmulo de Virgo desplazada a los valores de  $z$  de los grupos detectados, se identificaron dos secuencias rojas dentro del diagrama color-magnitud del campo, correspondientes a dos cúmulos de galaxias que se encuentran a  $z = 0.02 \pm 0.00065$  y  $z = 0.34 \pm 0.001$ , respectivamente. Este último, coincide con la sobredensidad de objetos detectada fotométricamente por Butcher et al. (1976).
- Se identificaron miembros probables para cada uno de los cúmulos detectados, estableciendo cortes en color y en magnitud a cada secuencia roja, a partir de los modelos evolutivos de Buzzoni (2005). De esta forma, para el cúmulo detectado a  $z = 0.34 \pm 0.001$  se consideró una dispersión en color equivalente a  $2\sigma_{(g'-i')} = 0.37$  mag y un corte en magnitud de  $g' < 24$  mag, lo que permitió identificar 35 miembros probables. Para el cúmulo detectado a  $z = 0.02 \pm 0.00065$  se consideró una dispersión en color de  $4\sigma_{(g'-i')} = 0.16$  mag (recomendada en el trabajo de Smith Castelli et al. 2008) y un corte en magnitud de  $g' < 20.2$  mag, identificando 3 miembros probables. La distribución en el campo tanto de los miembros confirmados como de los miembros probables para el cúmulo detectado a  $z = 0.34 \pm 0.001$  muestra una concentración particular hacia *3C 66A*, indicando una asociación física tentativa con este blazar.
- No se detectaron galaxias entre  $z = 0.3$  y  $z = 0.335$ , así como tampoco entre  $z = 0.345$  y  $z = 0.4$ , por lo que esta estructura se encuentra bien aislada en el espacio de  $z$ .

- No se detectaron galaxias a  $z = 0.44$  (aunque sí se detectaron a  $z > 0.44$ ) y tampoco alguna secuencia roja compatible con el valor de  $z$  publicado por Miller et al. (1978) para *3C 66A*.
- No fue posible detectar la galaxia anfitriona de *3C 66A*, por lo que se simularon imágenes de una galaxia elíptica ( $M_R = -22.5$  mag y  $R_{eff} = 10$  kpc, Shaw et al. 2013) a partir de una ley de de Vaucouleurs, combinada con un AGN modelado a partir de una estrella brillante de campo, para valores de  $z$  correspondientes a los cúmulos de galaxias detectados (0.02 y 0.34). Los resultados de la simulación muestran que la galaxia anfitriona puede ser detectada a  $z = 0.067$  y  $z = 0.02$  mientras que a  $z = 0.34$  no es detectada, lo que permite descartar la posibilidad de que este blazar se encuentre albergado en una galaxia de bajo corrimiento al rojo.

Considerando que los blazares de tipo BL Lac se encuentran típicamente albergados en galaxias de tipo temprano, asociadas a grupos o cúmulos de galaxias (Urry et al., 2000) y teniendo en cuenta las particularidades anteriormente mencionadas, se propone que el objeto *3C 66A* está asociado al cúmulo de galaxias que se encuentra a  $z = 0.34 \pm 0.001$ . Este valor es perfectamente compatible con todos los límites (inferiores y superiores) propuestos para este blazar, sobre todo con los más confiables, es decir, aquellos límites establecidos a partir de la detección de absorbedores del medio intergaláctico.

**Campo de PG 1553+113:** En este campo se detectaron 315 galaxias, se obtuvo el espectro para 26 de estas y se determinó el corrimiento al rojo espectroscópico para 13. El análisis de estos resultados permitió establecer las siguientes premisas:

- El entorno cercano de *PG 1553+113* está conformado por una gran variedad de objetos presentes a diferentes valores de corrimiento al rojo,  $0.04 < z < 0.52$ . Sin embargo, se identificaron tres concentraciones particulares de objetos cercanos a  $z \sim 0.26$ ,  $z \sim 0.39$  y  $z \sim 0.43$ , respectivamente. La primera es una agrupación pequeña conformada por 3 objetos: dos reportados en el trabajo de Prochaska et al. (2011) y uno reportado por primera vez en esta tesis. La segunda es un grupo conformado por ocho objetos de los cuales 7 fueron reportados en el trabajo de Prochaska et al. (2011) y uno es identificado por primera vez en esta tesis. La tercera es un grupo conformado por 10 objetos, 9 están reportados en el mismo trabajo anteriormente mencionado, y un miembro adicional es identificado en este estudio.
- A partir de la CRS del cúmulo de Virgo desplazada a todos los valores de  $z$  de los objetos con corrimiento al rojo espectroscópico determinado en este campo, se identificaron dos secuencias rojas principales coincidentes, en posición, con objetos de tipo temprano con corrimiento al rojo espectroscópico. Esto permitió proponer dos candidatos a cúmulos de galaxias a  $z = 0.2635 \pm 0.001$  y  $z = 0.4336 \pm 0.002$ , respectivamente.
- Para cada cúmulo detectado en este campo se identificaron miembros probables. Para el cúmulo encontrado a  $z = 0.2635 \pm 0.001$  se consideró una dispersión en color equivalente a  $3\sigma_{(g'-i')} = 0.12$  mag (teniendo en cuenta la dispersión recomendada en el trabajo de Smith Castelli et al. (2008) para cúmulos de galaxias cercanos) y un

corte en magnitud de  $g' < 21.5$  mag. Estos límites permitieron identificar 2 miembros probables. Para el cúmulo detectado a  $z = 0.4336 \pm 0.002$ , se consideró la misma dispersión en color calculada para el cúmulo distante encontrado en el campo de *3C 66A*,  $\sigma_{(g'-i')} = 0.37$  mag y un corte en magnitud de  $g' < 23.8$  mag. Estos límites permitieron identificar 15 miembros probables. Los objetos pertenecientes a estas estructuras no presentan una distribución particular dentro del campo que permita establecer una relación con *PG 1553+113*.

- El cúmulo detectado a  $z = 0.4336 \pm 0.002$  presenta un corrimiento al rojo que coincide con el límite inferior reportado por Danforth et al. (2010) para *PG 1553+113* en la banda del UV. Por lo que se propone, tentativamente, una relación física entre este cúmulo y la galaxia anfitriona del blazar.
- No fue posible detectar la galaxia anfitriona de *PG 1553+113* debido a que las imágenes se encuentran saturadas en ambos filtros.

Las anteriores premisas permiten caracterizar el campo de *PG 1553+113* de una forma más detallada que la expuesta en los últimos trabajos realizados alrededor de este blazar en el óptico. Los resultados de este análisis descartan la posibilidad de que la galaxia anfitriona de este blazar esté asociada a un cúmulo cercano ( $z = 0.26$ ) y permite proponer a  $z = 0.4336 \pm 0.002$  como un valor probable para su corrimiento al rojo, considerando que coincide con el límite inferior reportado por Danforth et al. (2010), que está comprendido dentro del rango establecido por Landoni et al. (2014),  $0.3 \leq z \leq 0.5$  y que la distribución de los miembros pertenecientes al cúmulo detectado a  $z = 0.4336 \pm 0.002$ , muestran una leve concentración hacia el blazar.

**Campo de PKS 0332-403:** En este campo se detectaron 309 galaxias, se obtuvo el espectro para 28 de estas y se determinó el corrimiento al rojo para 22. Los resultados del análisis de estas mediciones se presentan a continuación:

- Dos concentraciones de objetos fueron detectadas a lo largo de la línea de la visual de este blazar a  $z \sim 0.07$  y  $z \sim 0.101$ , respectivamente. La primera corresponde a un grupo de 3 miembros detectados por primera vez en esta tesis. La segunda corresponde a un grupo de galaxias conformado por 9 miembros confirmados espectroscópicamente, de los cuales 6 son reportados por primera vez en este trabajo mientras que los tres restantes fueron reportados por Way et al. (2005).
- Haciendo uso de la CRS de Virgo desplazada a los valores de corrimiento al rojo de los grupos encontrados, se identificó un cúmulo de galaxias a  $z = 0.101 \pm 0.00068$ , debido a la coincidencia entre esta relación lineal y la secuencia roja descrita, claramente, por 6 objetos de tipo temprano pertenecientes a la concentración de galaxias con el mismo valor de corrimiento al rojo espectroscópico.
- Se detectaron 5 fuentes con valores de corrimiento al rojo en un rango de  $0.329 \lesssim z \lesssim 0.3386$ . La coincidencia, dentro del DCM, del único objeto de tipo temprano a  $z = 0.3386 \pm 0.0008$  y la CRS de Virgo desplazada a  $z = 0.34$  permite proponer la presencia de una segunda agrupación de galaxias a  $z \approx 0.34$  relacionada con una estructura de objetos en caída que explicaría la presencia de diferentes objetos con corrimiento al rojo cercano a  $z \sim 0.34$  en la vecindad del blazar.

- Se identificaron miembros probables para cada agrupación, estableciendo cortes en color y en magnitud a cada secuencia roja correspondiente. Para el cúmulo detectado a  $z = 0.101 \pm 0.00068$  se identificaron 4 miembros probables al establecer una dispersión en color equivalente a  $3\sigma_{(g'-i')} = 0.12$  mag (según la recomendación de Smith Castelli et al. 2008) y un corte en magnitud de  $g' < 22$  mag. Para la estructura propuesta a  $z \approx 0.34$ , se identificaron 5 miembros probables al considerar una dispersión en color de  $1\sigma_{(g'-i')} = 0.185$  mag (teniendo en cuenta la dispersión encontrada para el cúmulo detectado a  $z = 0.34$  en el campo de *3C 66A*) y un corte en magnitud de  $g' < 22.5$  mag.
- Debido a la no detección de la galaxia anfitriona de *PKS 0332-403* en ninguno de los filtros, se simulaban imágenes de galaxias elípticas de  $M_R = -21.5$  mag y  $M_R = -22.5$  mag, y  $R_{eff} = 10$  kpc y  $R_{eff} = 5$  kpc a diferentes valores de  $z$  encontrando que la misma puede ser detectada, inclusive a  $z = 0.3$ , por lo que se descarta la posibilidad de que este blazar se encuentre albergado en el cúmulo detectado a  $z = 0.101 \pm 0.00068$  dentro de su campo.

Estos resultados permiten realizar la primera caracterización del entorno cercano de *PKS 0332-403* en el óptico. Aunque no se establece ninguna relación física con alguna de las estructuras de objetos detectadas en su campo, el análisis de las mediciones realizadas permite proponer un límite inferior a su corrimiento al rojo correspondiente a  $z \geq 0.34$ .

### Método Espectrofotométrico

Los resultados obtenidos luego de la implementación del método desarrollado en esta tesis son altamente satisfactorios en los tres casos estudiados en comparación con los resultados reportados, en el óptico, para las mismas fuentes, considerando el nivel de detalle alcanzado en la caracterización de su entorno. Por esta razón, se propone como un método apropiado para el análisis de blazares que aún no han sido fuente de estudio.

Aunque el método resultó eficiente para cumplir con los objetivos propuestos en esta tesis, se reconoce que presenta limitaciones relacionadas con los instrumentos implementados para la obtención de datos, como por ejemplo:

- La magnitud aparente límite confiable que se puede alcanzar con Gemini es  $g' \sim 24$  mag. Si se considera que una galaxia anfitriona típica de un objeto BL Lac tiene una magnitud absoluta de  $M_{g'} = -21.67$  mag, con Gemini no se pueden detectar secuencias rojas de cúmulos a  $z > 0.93$ . Por lo que el método no es efectivo en el análisis de blazares distantes o, por lo menos, con un valor de corrimiento al rojo mayor al límite.
- Para detectar el cúmulo anfitrión de blazares de tipo BL Lac es necesario medir el corrimiento al rojo de galaxias de tipo temprano presentes en su entorno, por lo que se requieren espectros (sin emisiones) con buena relación S/N. Sin embargo, el límite de corrimiento al rojo alcanzado con GMOS es de  $z \lesssim 0.64$ , lo que resulta ser un factor limitante en el análisis espectroscópico de blazares distantes.

## 6.1. Trabajo a Futuro

Los resultados obtenidos en esta investigación son una primera aproximación a las propiedades del entorno de blazares, relacionadas con su corrimiento al rojo. Sin embargo, el estudio desarrollado se puede optimizar si:

- Primero se realiza la fotometría de los campos para la detección de los objetos, de tipo temprano, que trazan secuencias rojas en el DCM. Esto, con el objetivo de establecer una selección más precisa de la submuestra que se pretende estudiar espectroscópicamente.
- Se implementan múltiples mascararas que permitan incrementar la submuestra de objetos estudiados espectroscópicamente.
- Se hace uso de distintos rangos espectrales (como UV y/o IR cercano) con el fin de detectar otras características particulares de este tipo de objetos.

Por lo anterior, la continuación de esta investigación requiere de la guía de estas recomendaciones, específicamente en el estudio del objeto para el cual no fue posible medir su corrimiento al rojo espectroscópico, ni detectar su cúmulo anfitrión, como en el caso de *PKS 0332-403*, así como también la reproducción del análisis espectral realizado por el Dr. Buzzoni para *3C 66A*, sobre los espectros de *PG 1553+113* y *PKS 0332-403*.

En particular, el estudio realizado alrededor de *PG 1553+113* será complementado con la colaboración del Dr. Daniel Rosa Gonzalez, investigador del *Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica de Puebla, México* y especialista en la búsqueda de galaxias a alto corrimiento al rojo, quien en compañía de su grupo de investigación, conformado por los Dres. Elena y Roberto Terlevich, han solicitado datos espectroscópicos adicionales, para este campo, en el Gran Telescopio de Canarias, con el objetivo de continuar el desarrollo del método propuesto en esta tesis y, así, confirmar el corrimiento al rojo propuesto para este blazar.



# Apéndice



## Espectros

### A.1. Espectros en modo clásico del campo de 3C 66A

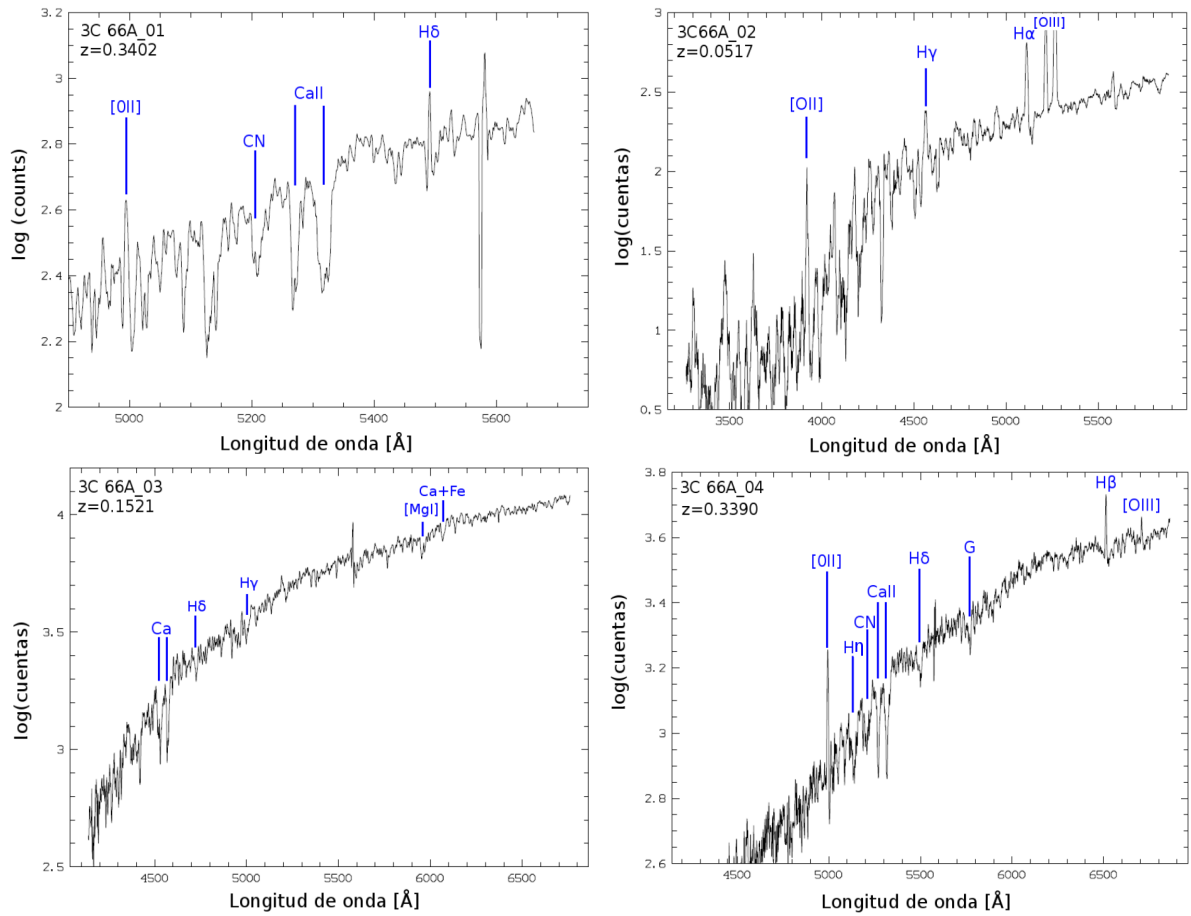


Figura A.1: Espectros de las fuentes seleccionadas en el campo de 3C 66A (ver Tabla 5.1) en unidades de  $\log(\text{cuentas})$  por longitud de onda. Las características espectrales que permitieron confirmar el valor de  $z$  se encuentran etiquetadas.

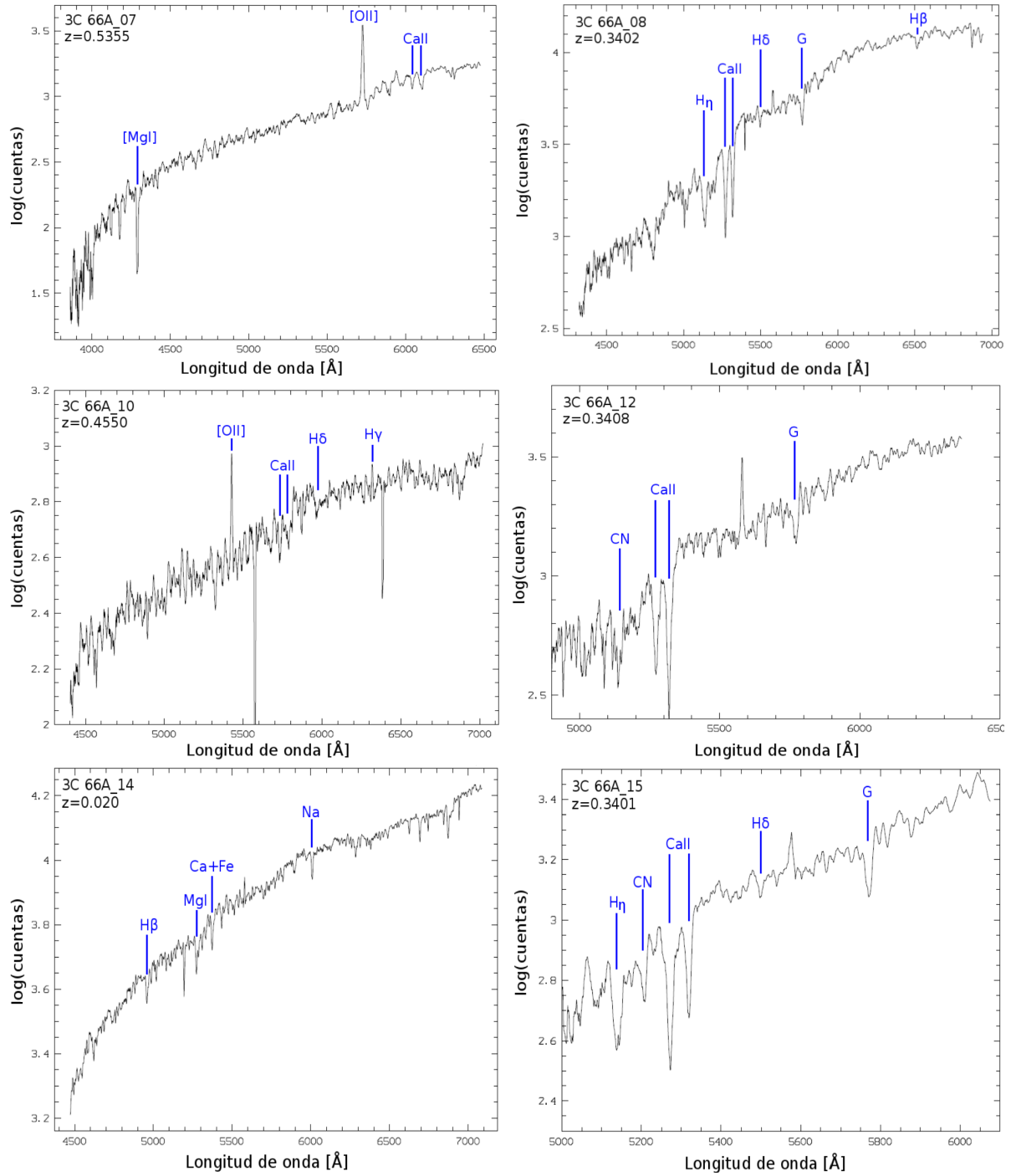


Figura A.1: Continúa

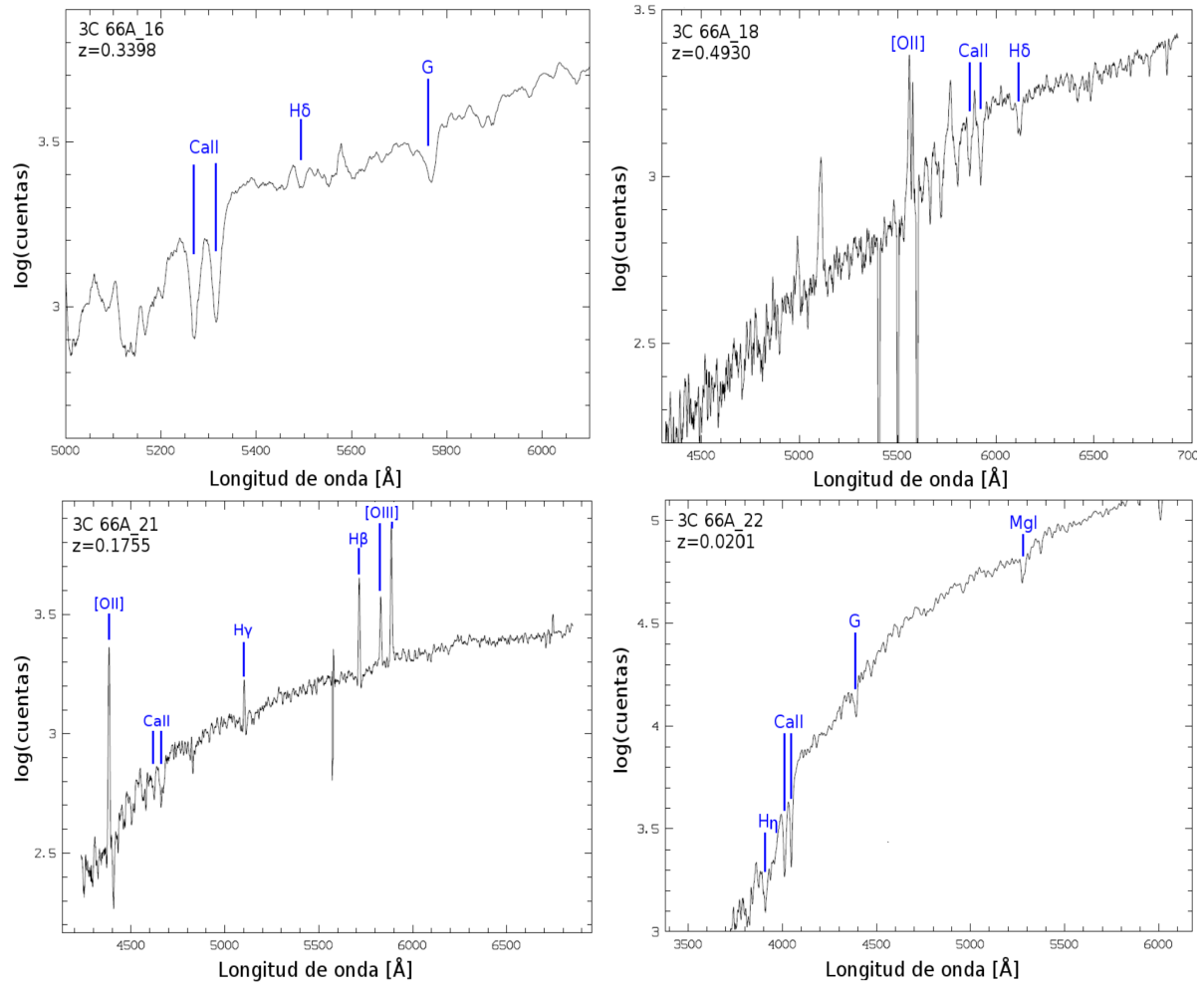


Figura A.1: Continúa

## A.2. Espectro MOS+N&S del campo de 3C 66A

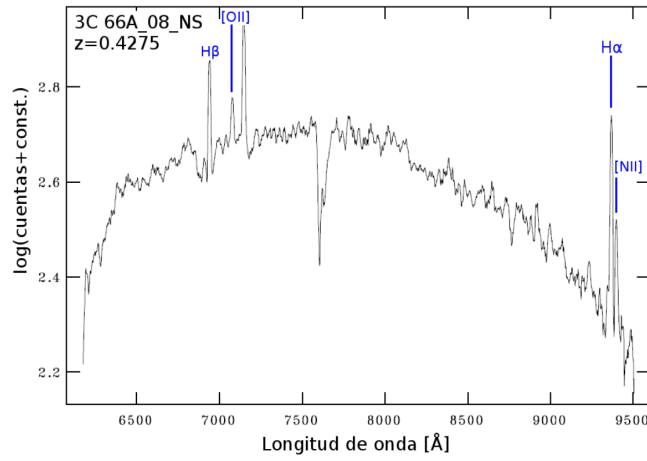


Figura A.2: Espectro óptico de la fuente #8 del campo de 3C 66A observado en modo MOS+N&S.

## A.3. Espectros en modo clásico del campo de PG 1553+113

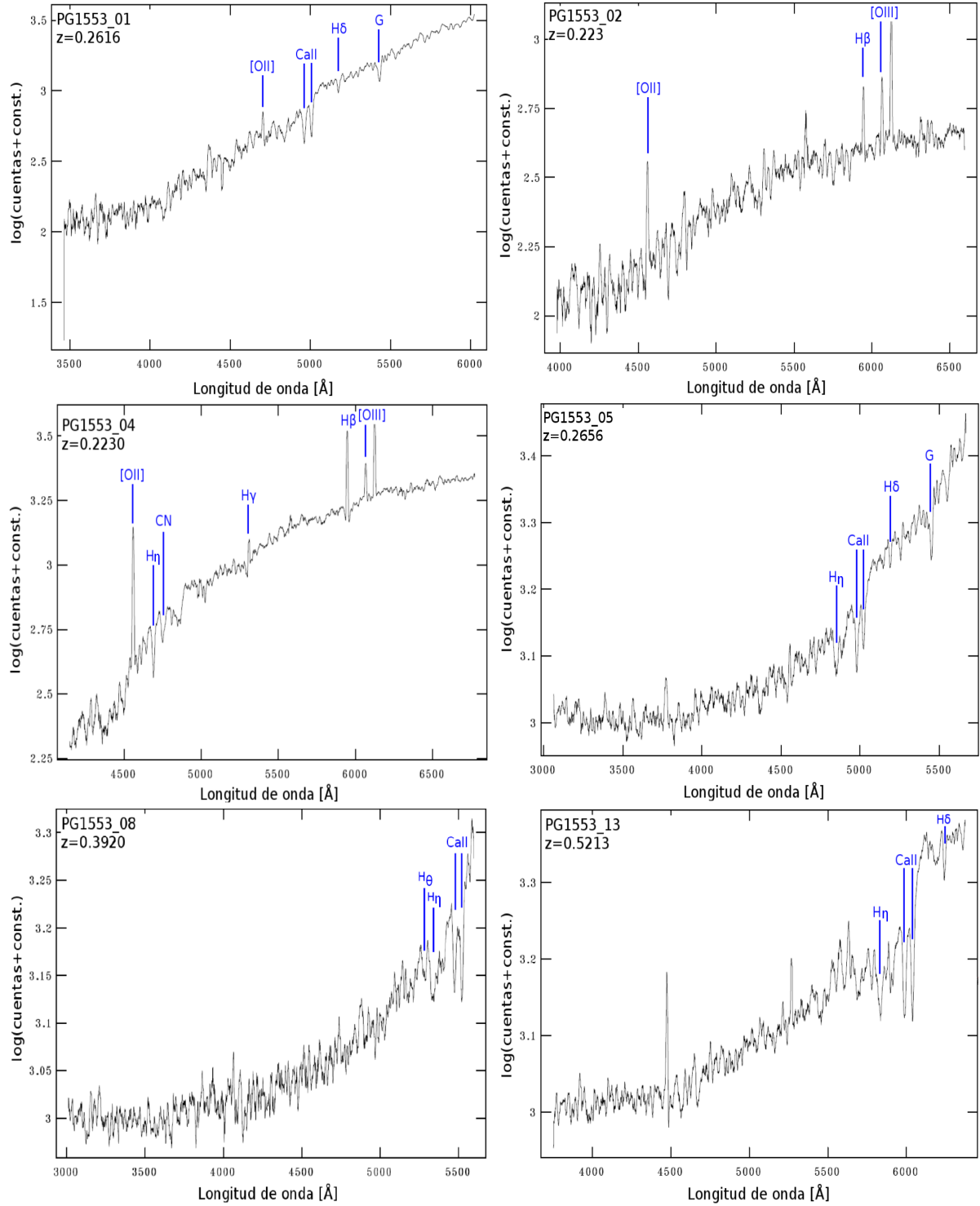


Figura A.3: Espectros de las fuentes seleccionadas dentro del campo de *PG 1553+113* (ver Tabla 5.3) en unidades de  $\log(\text{cuentas})$  por longitud de onda. Las características espectrales que permitieron confirmar el valor de  $z$  se encuentran etiquetadas.

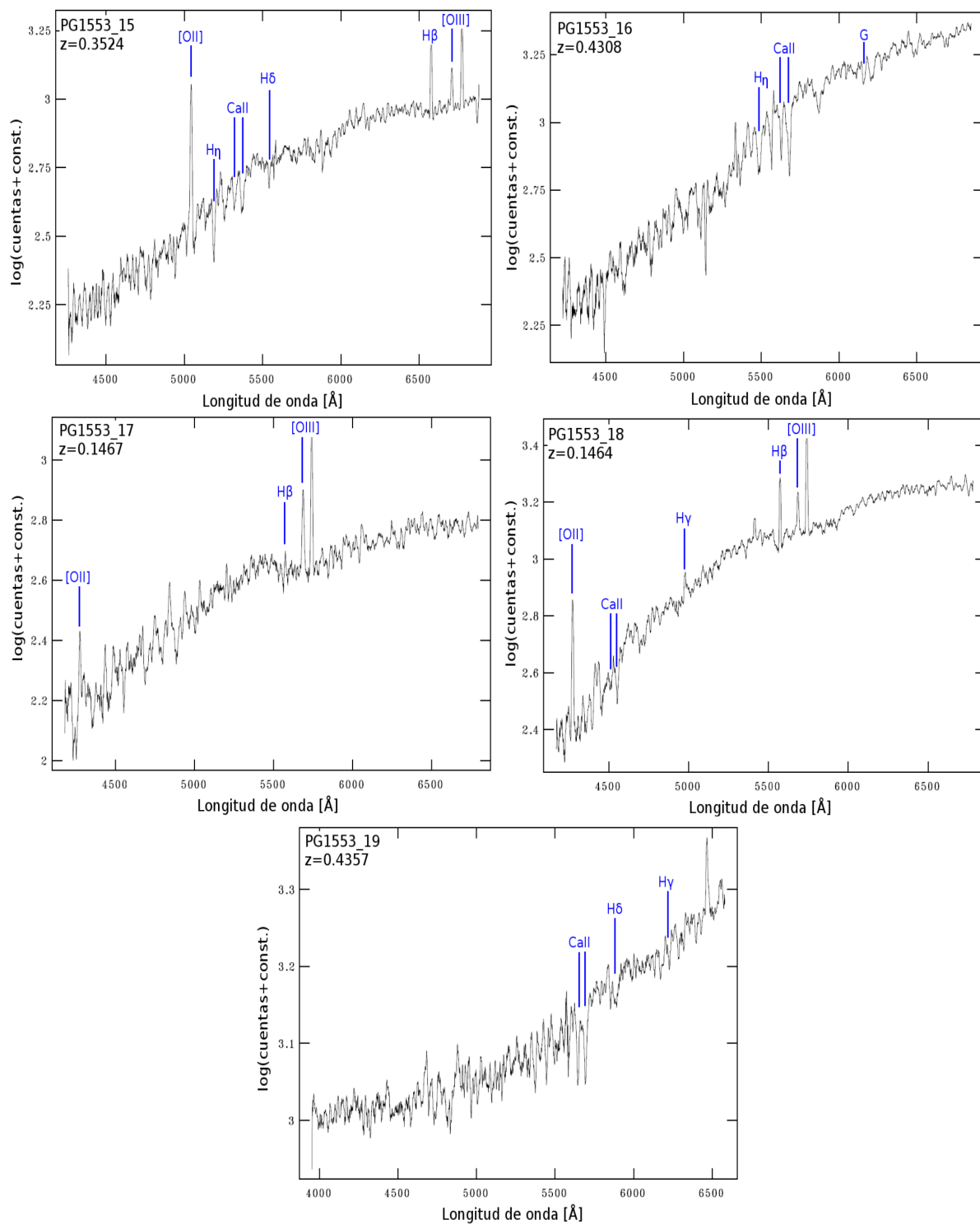


Figura A.3: Continúa.



## A.4. Espectros tomados en modo MOS+N&S en el campo de PG 1553+113

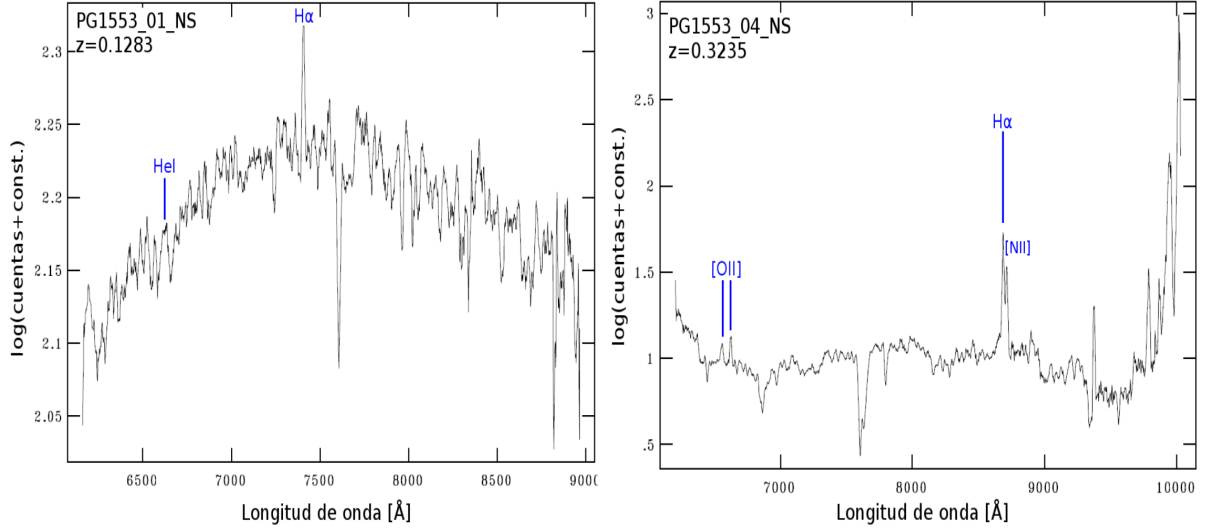


Figura A.4: Espectros de las fuentes #1 (izquierda) y #4 (derecha) del campo de *PG 1553+113* observados en modo MOS+N&S.

## A.5. Espectros en modo clásico del campo de PKS 0332-403

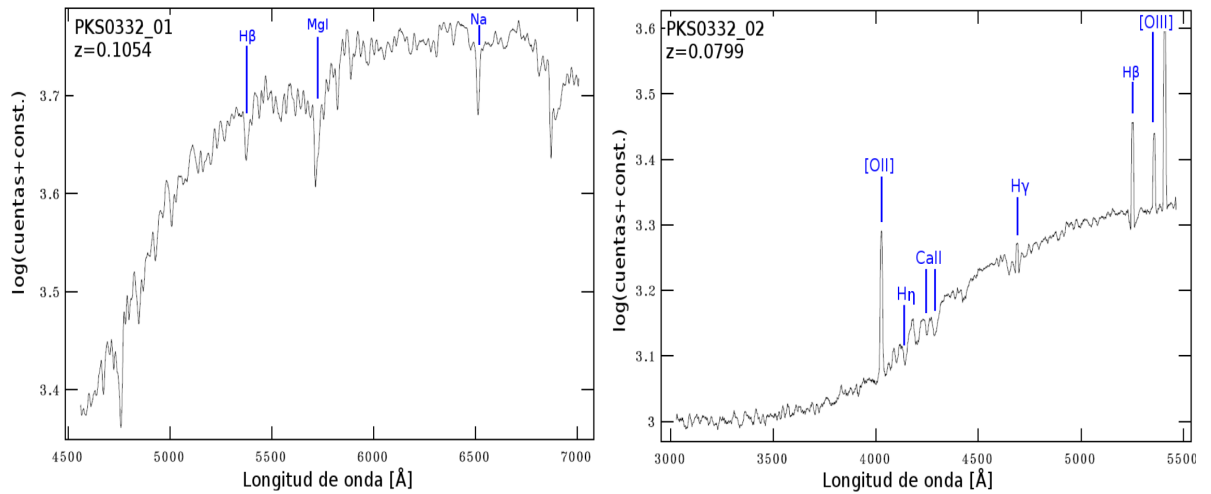


Figura A.5: Espectros de las fuentes seleccionadas dentro del campo de *PKS 0332-403* (ver Tabla 5.5) en unidades de  $\log(\text{cuentas})$  por longitud de onda. Las características espectrales que permitieron confirmar el valor de  $z$  se encuentran etiquetadas.

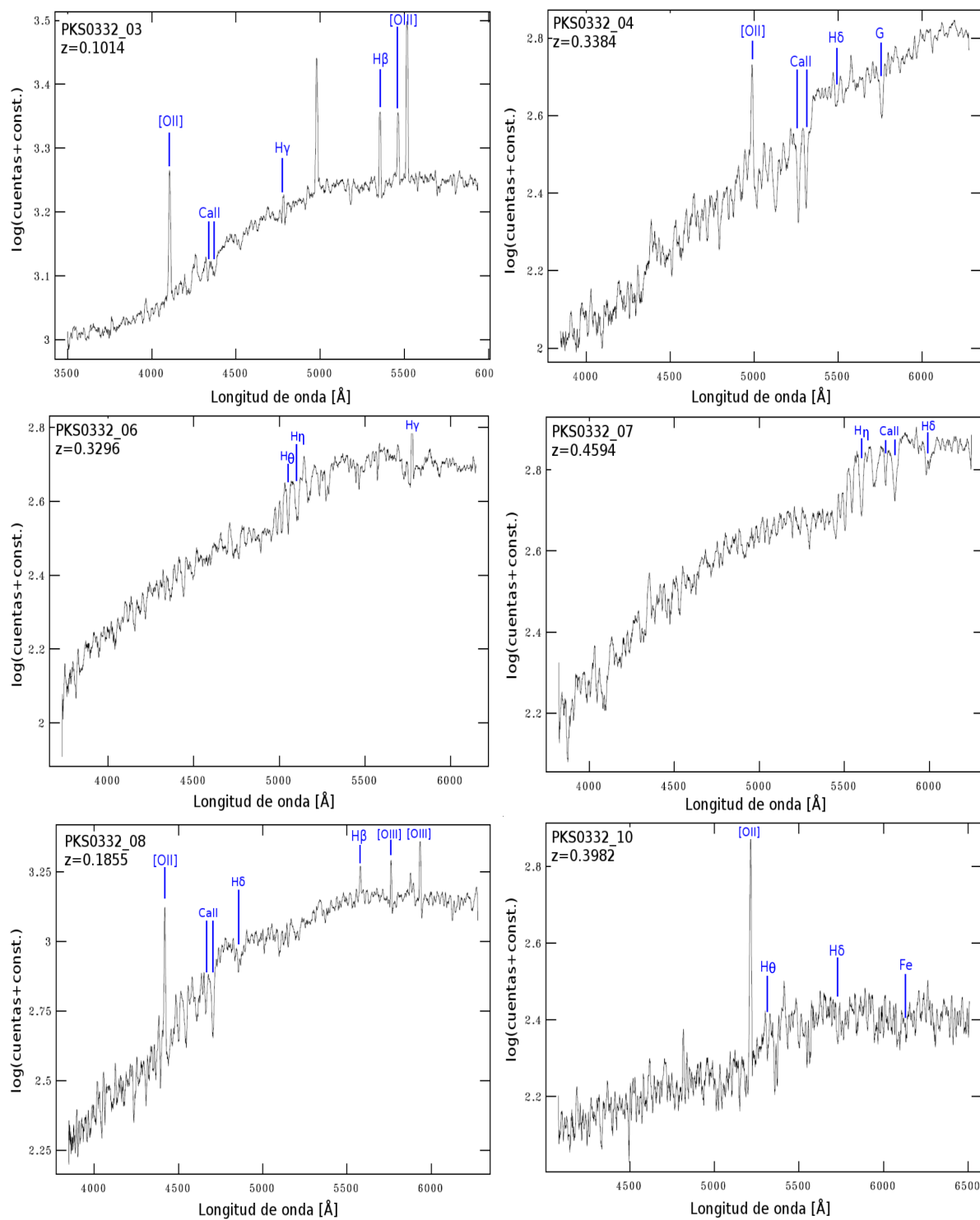


Figura A.5: Continúa

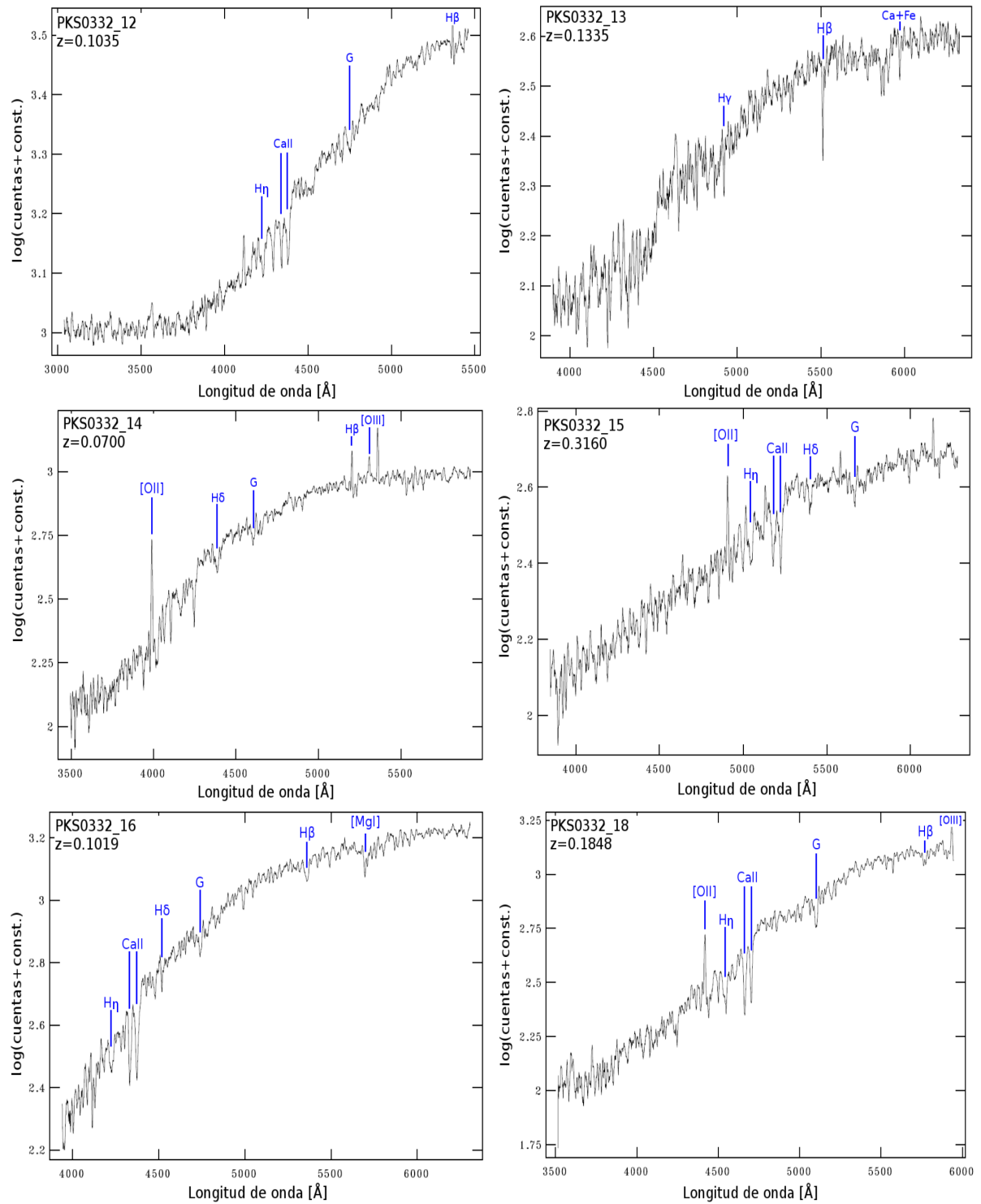


Figura A.5: Continúa

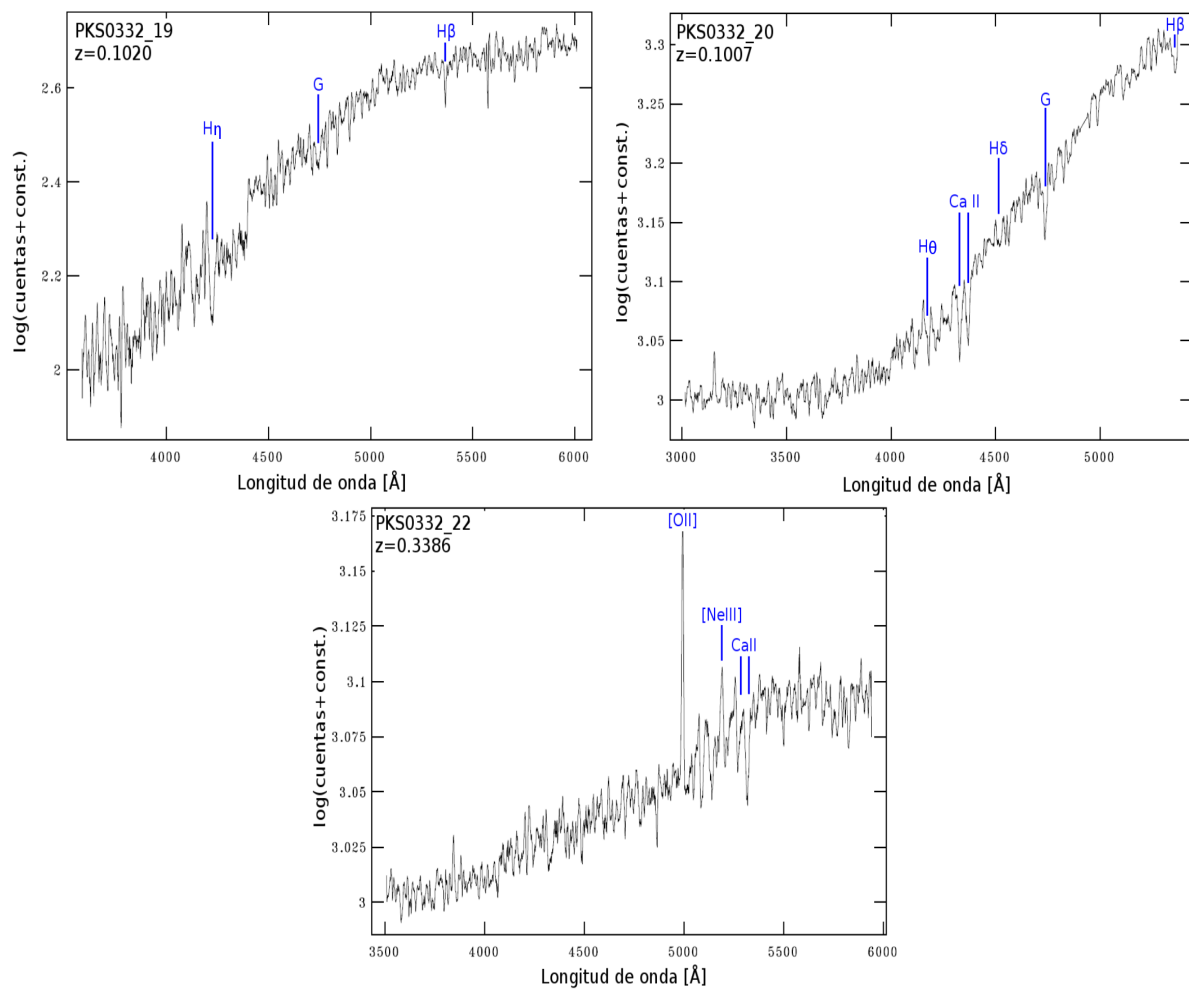


Figura A.5: Continúa

## A.6. Espectros tomados en modo MOS+N&S en el campo de PKS 0332-403

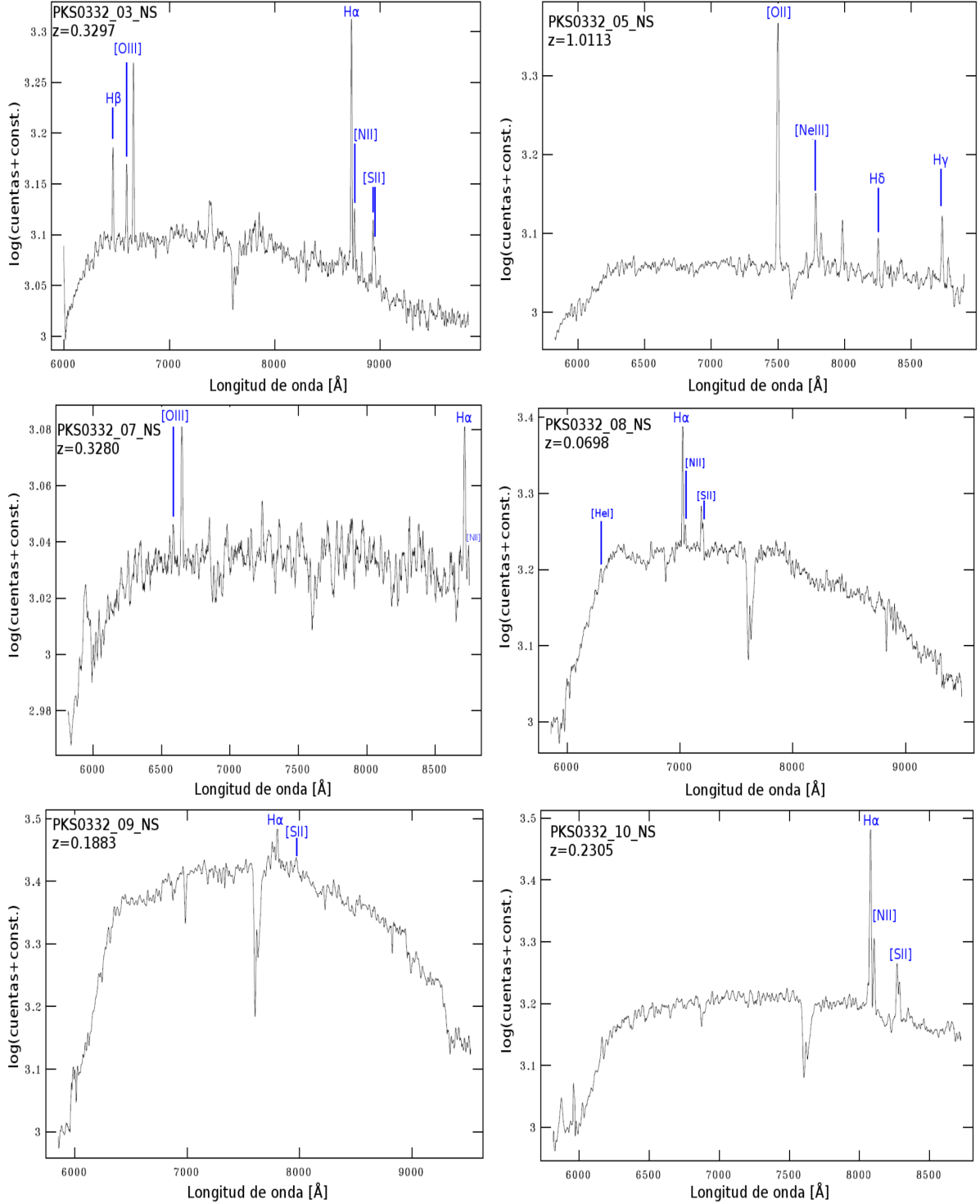


Figura A.6: Espectro obtenido en modo MOS+N&S para los objetos seleccionados en el campo de *PKS 0332-403*.

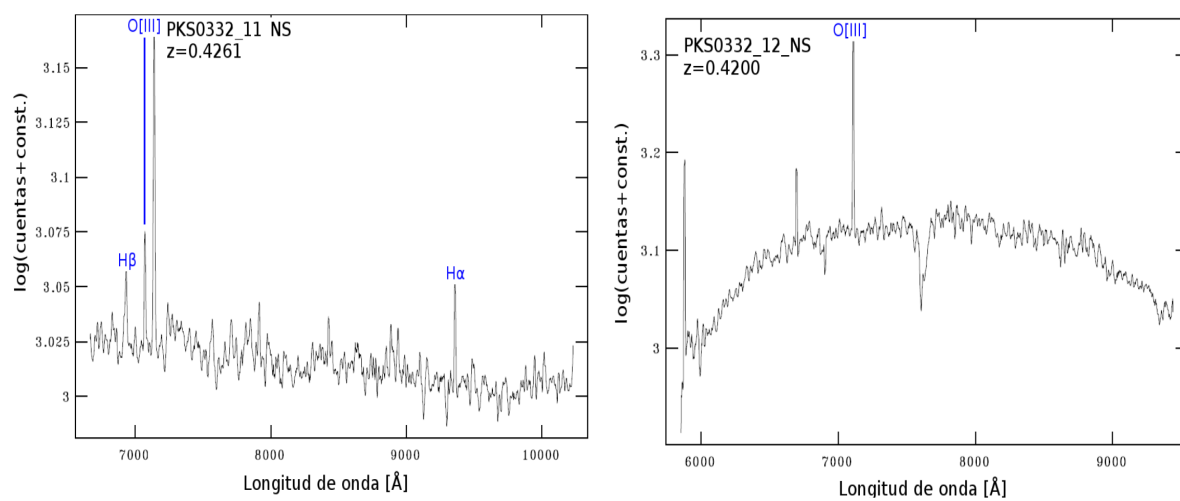


Figura A.6: Continúa

# Bibliografía

- Abdo A. A., et al., 2010, ApJ, 716, 30
- Abdo A. A., et al., 2011, ApJ, 726, 43
- Abell G. O., 1958a, ApJS, 3, 211
- Abell G. O., 1958b, ApJS, 3, 211
- Abell G. O., Corwin Jr. H. G., Olowin R. P., 1989, ApJS, 70, 1
- Abraham R. G., Crawford C. S., McHardy I. M., 1991, MNRAS, 252, 482
- Acciari V. A., et al., 2009, ApJL, 693, L104
- Aharonian F., et al., 2006, A&A, 448, L19
- Albert J., et al., 2007, ApJL, 654, L119
- Aleksić J., et al., 2015, MNRAS, 450, 4399
- Aliu E., et al., 2015, ApJ, 799, 7
- Andruchow I., Combi J. A., Muñoz-Arjonilla A. J., Romero G. E., Cellone S. A., Martí J., 2011, AAp, 531, A38
- Ann H. B., Seo M., Ha D. K., 2015, ApJS, 217, 27
- Antonucci R., 1993, ARAA, 31, 473
- Bahcall N. A., 1975, ApJ, 198, 249
- Barbieri C., Capaccioli M., Zambon M., 1975, MEMSAI, 46, 461
- Baum W. A., Hiltner W. A., Johnson H. L., Sandage A. R., 1959, ApJ, 130, 749
- Bertin E., Arnouts S., 1996, AApS, 117, 393
- Borgani S., Plionis M., Kolokotronis V., 1999, MNRAS, 305, 866
- Böttcher M., et al., 2005, ApJ, 631, 169

- Böttcher M., et al., 2009, *ApJ*, 694, 174
- Böttcher M., Reimer A., Sweeney K., Prakash A., 2013, *ApJ*, 768, 54
- Bowen D. V., Osmer S. J., Blades J. C., Tytler D., 1997, *MNRAS*, 284, 599
- Butcher H. R., Oemler Jr. A., Tapia S., Tarenghi M., 1976, *ApJL*, 209, L11
- Buzzoni A., 2005, *MNRAS*, 361, 725
- Calderón J. P., Bassino L. P., Cellone S. A., Richtler T., Caso J. P., Gómez M., 2015, *MNRAS*, 451, 791
- Cellone S. A., Romero G. E., Araudo A. T., 2007, *MNRAS*, 374, 357
- Chen C.-W., Côté P., West A. A., Peng E. W., Ferrarese L., 2010, *ApJS*, 191, 1
- Coil A. L., et al., 2008, *ApJ*, 672, 153
- Danese L., de Zotti G., di Tullio G., 1980, *AAp*, 82, 322
- Danforth C. W., Keeney B. A., Stocke J. T., Shull J. M., Yao Y., 2010, *ApJ*, 720, 976
- Dermer C. D., Schlickeiser R., 1993, *ApJ*, 416, 458
- Falomo R., 1996, *MNRAS*, 283, 241
- Falomo R., Kotilainen J. K., 1999, *A&A*, 352, 85
- Falomo R., Treves A., 1990, *PASP*, 102, 1120
- Falomo R., Pesce J. E., Treves A., 1995, *ApJL*, 438, L9
- Falomo R., Scarpa R., Treves A., Urry C. M., 2000, *ApJ*, 542, 731
- Falomo R., et al., 2009, *A&A*, 501, 907
- Falomo R., Pian E., Treves A., 2014, *AApR*, 22, 73
- Farina E. P., Fumagalli M., Decarli R., Fanidakis N., 2016, *MNRAS*, 455, 618
- Ferrarese L., et al., 2016, *ApJ*, 824, 10
- Finke J. D., Shields J. C., Böttcher M., Basu S., 2008, *A&A*, 477, 513
- Fossati G., Maraschi L., Celotti A., Comastri A., Ghisellini G., 1998, *MNRAS*, 299, 433
- Fried J. W., Stickel M., Kuehr H., 1993, *AAp*, 268, 53
- Fukugita M., Ichikawa T., Gunn J. E., Doi M., Shimasaku K., Schneider D. P., 1996, *AJ*, 111, 1748
- Furniss A., Fumagalli M., Danforth C., Williams D. A., Prochaska J. X., 2013, *ApJ*, 766, 35



- Ghisellini G., Maraschi L., Treves A., 1985, *A&A*, 146, 204
- Ghisellini G., Celotti A., Fossati G., Maraschi L., Comastri A., 1998, *MNRAS*, 301, 451
- Ghisellini G., Tavecchio F., Foschini L., Ghirlanda G., Maraschi L., Celotti A., 2010, *MNRAS*, 402, 497
- Gladders M. D., Yee H. K. C., 2000, *AJ*, 120, 2148
- González-Pérez J. N., Kidger M. R., Martín-Luis F., 2001, *AJ*, 122, 2055
- Gould R. J., Schröder G. P., 1967, *Physical Review*, 155, 1404
- Green R. F., Schmidt M., Liebert J., 1986, *ApJS*, 61, 305
- H.E.S.S. Collaboration et al., 2013, *AAP*, 550, A4
- Hao J., et al., 2010, *ApJS*, 191, 254
- Heidt J., Nilsson K., 2011, *AAp*, 529, A162
- Heidt J., et al., 1999, *A&A*, 352, L11
- Heidt J., Tröller M., Nilsson K., Jäger K., Takalo L., Rekola R., Sillanpää A., 2004, *AAp*, 418, 813
- Herbig G. H., 1995, *ARAA*, 33, 19
- Hewitt A., Burbidge G., 1993, *ApJS*, 87, 451
- Holt S. S., Neff S. G., Urry C. M., 1992, *Science*, 257, 1779
- Hunter D., 1997, *PASP*, 109, 937
- Jackson C. A., Wall J. V., Shaver P. A., Kellermann K. I., Hook I. M., Hawkins M. R. S., 2002, *AAp*, 386, 97
- Jorstad S. G., et al., 2007, *Aj*, 134, 799
- Kauffmann G., et al., 2003, *MNRAS*, 346, 1055
- Kormendy J., Djorgovski S., 1989, *ARA&A*, 27, 235
- Kotilainen J. K., Falomo R., Scarpa R., 1998, *A&A*, 336, 479
- Landoni M., Falomo R., Treves A., Sbarufatti B., 2014, *A&A*, 570, A126
- Landoni M., et al., 2015, *AJ*, 149, 163
- Lanzetta K. M., Turnshek D. A., Sandoval J., 1993, *ApJS*, 84, 109
- López-Cruz O., Barkhouse W. A., Yee H. K. C., 2004, *ApJ*, 614, 679
- Maccagni D., Garilli B., Schild R., Tarengi M., 1987, *A&A*, 178, 21

- Magorrian J., et al., 1998, *AJ*, 115, 2285
- Mannheim K., 1993, *A&A*, 269, 67
- Maraschi L., Tanzi E. G., Maccagni D., Tarengi M., Chiappetti L., 1983, *ApJ*, 273, 75
- Marchesini E. J., et al., 2016, *AAp*, 591, A21
- Maselli A., Massaro E., Nesci R., Sclavi S., Rossi C., Giommi P., 2010, *AAp*, 512, A74
- Massaro E., Giommi P., Leto C., Marchegiani P., Maselli A., Perri M., Piranomonte S., Sclavi S., 2009, *AAp*, 495, 691
- Mazin D., Goebel F., 2007, *ApJL*, 655, L13
- McLeod K. K., Rieke G. H., Storrie-Lombardi L. J., 1999, *ApJL*, 511, L67
- Miller H. R., Green R. F., 1983, in *Bulletin of the American Astronomical Society*. p. 957
- Miller J. S., French H. B., Hawley S. A., 1978, in Wolfe A. M., ed., *BL Lac Objects*. pp 176–187
- Muriel H., Donzelli C., Rovero A. C., Pichel A., 2015, *AAp*, 574, A101
- Nilsson K., Pursimo T., Heidt J., Takalo L. O., Sillanpää A., Brinkmann W., 2003, *A&A*, 400, 95
- Nolan P. L., et al., 2012, *ApJS*, 199, 31
- Padovani P., Giommi P., 1995, *ApJ*, 444, 567
- Padovani P., Giommi P., Landt H., Perlman E. S., 2007, *ApJ*, 662, 182
- Perri M., et al., 2003, *A&A*, 407, 453
- Pesce J. E., Falomo R., Treves A., 1994, *Aj*, 107, 494
- Prandini E., Bonnoli G., Maraschi L., Mariotti M., Tavecchio F., 2010, *MNRAS*, 405, L76
- Prochaska J. X., Weiner B., Chen H.-W., Cooksey K. L., Mulchaey J. S., 2011, *ApJS*, 193, 28
- Rovero A. C., Muriel H., Donzelli C., Pichel A., 2016, *AAp*, 589, A92
- Sbarufatti B., Treves A., Falomo R., Heidt J., Kotilainen J., Scarpa R., 2005a, *AJ*, 129, 559
- Sbarufatti B., Treves A., Falomo R., 2005b, *ApJ*, 635, 173
- Sbarufatti B., Treves A., Falomo R., Heidt J., Kotilainen J., Scarpa R., 2006a, *AJ*, 132, 1
- Sbarufatti B., Falomo R., Treves A., Kotilainen J., 2006b, *A&A*, 457, 35
- Schlafly E. F., Finkbeiner D. P., 2011, *ApJ*, 737, 103

- Shaw M. S., Romani R. W., Healey S. E., Cotter G., Michelson P. F., Readhead A. C. S., 2009, *ApJ*, 704, 477
- Shaw M. S., et al., 2013, *ApJ*, 764, 135
- Smith Castelli A. V., Bassino L. P., Richtler T., Cellone S. A., Aruta C., Infante L., 2008, *MNRAS*, 386, 2311
- Stein W. A., Odell S. L., Strittmatter P. A., 1976, *ARAA*, 14, 173
- Stevenson C. C., 1994, *MNRAS*, 267, 904
- Takalo L. O., et al., 1996, *AAPS*, 120, 313
- Tonry J., Davis M., 1979, *AJ*, 84, 1511
- Treves A., Falomo R., Uslenghi M., 2007, *A&A*, 473, L17
- Urry C. M., Padovani P., 1995, *PASP*, 107, 803
- Urry C. M., Scarpa R., O'Dowd M., Falomo R., Pesce J. E., Treves A., 2000, *ApJ*, 532, 816
- Vercellone S., et al., 2011, *ApJL*, 736, L38
- Veron-Cetty M. P., Veron P., 1998, *VizieR Online Data Catalog*, 7207
- Wagner S. J., Witzel A., 1995, *ARAA*, 33, 163
- Way M. J., Quintana H., Infante L., Lambas D. G., Muriel H., 2005, *AJ*, 130, 2012
- Wen Z. L., Han J. L., Liu F. S., 2009, *ApJS*, 183, 197
- White R. A., Bliton M., Bhavsar S. P., Bornmann P., Burns J. O., Ledlow M. J., Loken C., 1999, *AJ*, 118, 2014
- Wiercholska A., Wagner S. J., 2016, *MNRAS*, 458, 56
- Wills B. J., Wills D., 1974, *ApJL*, 190, L97
- Wright A., Otrupcek R., 1990, in *PKS Catalog (1990)*.
- Wurtz R., Stocke J. T., Yee H. K. C., 1996, *ApJS*, 103, 109
- Yang J., Wang J., 2010, *PASJ*, 62, L23
- Yee H. K. C., Gladders M. D., López-Cruz O., 1999, in Weymann R., Storrie-Lombardi L., Sawicki M., Brunner R., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 191, Photometric Redshifts and the Detection of High Redshift Galaxies*. p. 166 (arXiv:astro-ph/9908001)
- Zehavi I., et al., 2005, *ApJ*, 621, 22
- Zel'dovich Y. B., Novikov I. D., Starobinskiĭ A. A., 1974, *Soviet Journal of Experimental and Theoretical Physics*, 39, 933

Zirm A., et al., 1998, in A&A. p. 1412

Şentürk G. D., Errando M., Böttcher M., Mukherjee R., 2013, ApJ, 764, 119

de Diego J. A., Kidger M. R., Gonzalez-Perez J. N., Lehto H. J., 1997, AAp, 318, 331